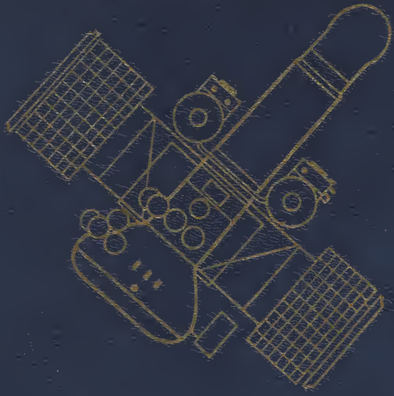


Е. И. МОСКАЛЕНКО

МЕТОДЫ ВНЕАТМОСФЕРНОЙ АСТРОНОМИИ

Е. И. МОСКАЛЕНКО

МЕТОДЫ ВНЕАТМОСФЕРНОЙ АСТРОНОМИИ

Допущено Министерством высшего и среднего специального образования СССР в качестве учебного пособия для студентов вузов, обучающихся по специальности "Астрономия".

МОСКВА "НАУКА"
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
1984

22.63
М 82
УДК 523.03

Москаленко Е.И. **Методы внеатмосферной астрономии.** — М.: Наука. Главная редакция физико-математической литературы, 1984. — 280 с.

Книга посвящена описанию методов астрономических наблюдений на самолетах, стратосферных баллонах, зондирующих ракетах, искусственных спутниках Земли и автоматических межпланетных станциях. Вначале излагаются общие особенности проведения экспериментов, связанные как с отличием свойств окружающей среды от наземных условий, так и с установкой телескопов на высотные или космические аппараты. В последующих главах дается обзор современных инструментов для внеатмосферных астрономических наблюдений.

Табл. 25, Илл. 127. Библ. 262.

Евгений Иванович Москаленко

МЕТОДЫ ВНЕАТМОСФЕРНОЙ АСТРОНОМИИ

Редактор *М.М.Дагаев*
Технический редактор *В.В.Лебедева*
Корректоры *Т.В.Обод, Т.А.Печко*

Набор осуществлен в издательстве
на наборно-печатающих автоматах

ИБ № 11775

Сдано в набор 13.02.84. Подписано к печати 11.05.84
Т-09771. Формат 60 X 90 1/16. Бумага офсетная
Гарнитура Универс. Печать офсетная
Усл.печ.л. 17,5. Усл. кр.-отт. 17,5. Уч.-изд. л. 22,78
Тираж 1800 экз. Тип. зак. 205
Цена 1 р. 10 к.

Издательство "Наука",
Главная редакция физико-математической литературы
Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

4-я типография издательства "Наука"
630077, Новосибирск, 77, ул. Станиславского, 25

$М \frac{1705040000-090}{053(02)-84}$ 123-84

ОГЛАВЛЕНИЕ

Глава 6

ПРЕДИСЛОВИЕ

Настоящая книга написана по материалам курса лекций, который читался автором в течение ряда лет для слушателей факультета повышения квалификации МГУ, а также отдельных лекций для студенческой аудитории. Полезность обсуждения вопросов методики внеатмосферных астрономических наблюдений вызвана прежде всего тем обстоятельством, что за послевоенные десятилетия астрономия, по образному выражению И.С. Шкловского, пережила "вторую революцию", обусловленную главным образом активным развитием наблюдений во всех диапазонах электромагнитного спектра — от низкочастотного радиоизлучения до высокоэнергичных фотонов гамма-диапазона. Но так как при этом необходимо выносить инструменты за пределы атмосферы, то совершенно очевидно, что достижения внеатмосферных исследований связаны в первую очередь с успехами в освоении космического пространства и во многом определяются степенью развития современной космической техники и технологии. Без наступления космической эры такая "революция" в астрономии или вообще была бы невозможной, или же пошла бы по другому пути.

Очевидно также, что отрыв астрономических инструментов от земной поверхности и вынесение их в космическое пространство привели (и приводят) к появлению специфических методов и аппаратуры, которые во многом отличаются от традиционных наземных наблюдений. В то же время до сих пор в СССР и за рубежом не существует какого-либо последовательного и систематизированного обзора методов современных внеатмосферных астрономических исследований. Автор надеется, что данное пособие в какой-то мере позволит заполнить этот пробел.

С другой стороны, спектр космических экспериментов, которые можно отнести в большей или меньшей степени к астрономическим, настолько широк, что при ограниченном объеме издания отсутствует возможность осветить все вопросы. В данной работе представлялось целесообразным описать прежде всего методы и аппаратуру для регистрации электромагнитного излучения, причем в первую очередь от объектов, расположенных вне Солнечной системы, — звезд, межзвездной среды, галактик и т.д. При этом, естественно, остались мало освещенными такие важные и интереснейшие области исследований, как, например, астрофизика космических лучей, прямые исследования Луны с помощью пролетных и посадочных аппаратов, далеко не полностью изложены вопросы исследований ближних и дальних планет с автоматическими межпланетными станциями и дальними космическими зондами. На подборе материала, безусловно, сказались и личные интересы автора.

При такой постановке наилучшим способом изложения представляется описание методов наблюдений в процессе последовательного продвижения по спектру — начиная с низкочастотной радиоаппаратуры и космических радиотелескопов, коснувшись затем наблюдений в оптическом и ультра-

фиолетовом диапазонах и закончив обзором рентгеновских и гамма-телескопов. Практика показывает целесообразность изложения перед этим основных сведений по космонавтике, служебным системам космических аппаратов и типичным околоземным и межпланетным космическим объектам в той мере, в какой это полезно для дальнейшего, т.е. перехода к собственно астрономическим приборам. Эти соображения и определили структуру книги.

Одной из основных трудностей при таком обзоре различных методов наблюдений является то, что в разных диапазонах спектра исторически наиболее употребимы различные единицы физических величин (эта проблема характерна вообще для астрономии). Употребление только системы СИ создало бы, кроме всего прочего, большие трудности для читателей при дальнейшем знакомстве с оригинальной литературой. Поэтому наряду с системой СИ в книге употребляются и традиционные единицы измерений.

Материал в книге изложен в том виде, в котором он представлялся на начало 1983 года. Но внеатмосферная астрономия переживает в настоящее время столь бурное развитие, что к моменту выхода книги в свет некоторые ее материалы определенно устареют. В этом нет ничего необычного, ибо такие темпы прогресса науки естественны для нашего времени.

Автор выражает искреннюю благодарность за критический разбор рукописи и ценные указания заведующему кафедрой астрофизики МГУ проф. Д.Я. Мартынову, коллективам кафедр астрофизики МГУ и ЛГУ, рецензентам книги — проф. Л.А. Вайнштейну и проф. В.В. Иванову, д.ф. м.н. А.М. Черепащуку и доценту Б.И. Лучкову, редактору книги доценту М.М. Дагаеву, а также проф. А.М. Гальперу, д.ф.м.н. Э.А. Дибаю, д.ф.м.н. В.И. Слышу, к.ф.м.н. В.В. Акимову, к.ф.м.н. А.Г. Горшкову, к.ф.м.н. В.П. Григорьевой, к.ф.м.н. Ю.И. Зайцеву, к.ф.м.н. А.Э. Наджипу, к.ф.м.н. О.Ф. Прилуцкому, к.ф.м.н. А.А. Токовинину, к.ф.м.н. Е.К. Шефферу, к.т.н. М.Ю. Беляеву, А.С. Кутыреву, С.М. Дьяченко и сотрудникам подмосковного Центра управления полетом, которые любезно согласились прочитать отдельные главы книги и высказали критические замечания, большинство из которых были учтены в процессе работы. Считаю также своим приятным долгом поблагодарить Т.И. Глухову, Т.А. Бируля и М.С. Торопову за большую помощь в оформлении книги. Автор безусловно будет благодарен читателям, которые пришлют свои замечания.

Е. Москаленко

СПИСОК СОКРАЩЕНИЙ

АКСАФ — AXAF — "Advanced X-Ray Astronomy Facility"
АНС — ANS — "Astronomical Netherlands Satellite"
АО — астроориентатор
АС — схема антисовпадений
АТМ — "Apollo Telescope Mount"
АЦП — аналого-цифровой преобразователь
БСТ — бортовой субмиллиметровый телескоп
БЦВМ — бортовая цифровая вычислительная машина
ГРИСТ — GRIST — "Grazing-Incidence Solar Telescope"
ГРО — GRO — "Gamma-Ray Observatory".
ГСС — газовый сцинтилляционный счетчик
ЕУВЕ — EUVE — "Extreme Ultraviolet Explorer"
ЗУ — записывающее устройство
ИИС — информационно-измерительная система
ИКВ — инфракрасная вертикаль
ИМП — IMP — "Interplanetary Monitoring Platform"
ИПС — изображающий пропорциональный счетчик
ИРАС — IRAS — "Infra-Red Astronomical Satellite"
ИСЕЕ — ISEE — "International Sun-Earth Explorer"
ИСЗ — искусственный спутник Земли
ИТС. — инфракрасный телескоп-спектрометр
ИУЕ — IUE — "International Ultraviolet Explorer"
КА — космический аппарат
КГУ — коэффициент газового усиления счетчика
КК — космический корабль
КРЛ — командная радиолиния
КРТ — космический радиотелескол
КЭУ — каналовый электронный умножитель
ЛС — логарифмический счетчик
МКП — микроканальная пластина
НИП — наземный измерительный пункт
ОАО — ОАО — "Orbital Astronomical Observatory"
ОГО — OGO — "Orbital Geophysical Observatory"
ОКС — орбитальная космическая станция
ОНА — отсек научной аппаратуры ОКС
ОСО — OSO — "Orbital Solar Observatoгy"
ОСТ — орбитальный солнечный телескоп
ПВР — прибор высокого разрешения (углового) в рентгеновском диапазоне
ПВУ — программно-временное устройство
ПЗС — прибор с зарядовой связью
ПИРАМИГ — PIRAMIG — "Photographie Visible Et Proche Infra-Rouge Atmosphère, Milieu Interplanetaire Et Galaxie"

ПН — полезная нагрузка
ПСН — PCN—"Photographie Ciel Nocturne"
РАЕ — RAE — "Radio-Astronomical Explorer"
РАКСАС — радиоастрономическая космическая система апертурного синтеза
РН — ракета-носитель
РОСАТ — ROSAT — "Röntgensatellit"
РТС — радиотелеметрическая система
САС — SAS — "Small Astronomical Satellite"
СБ — солнечная батарея
СЕВ — система единого времени
СИРТФ — SIRTF — "Shuttle Infra-Red Telescope Facility"
СММ — SMM — "Solar Maximum Mission"
СОТ — SOT — "Solar Optical Telescope"
СТ — ST — "Space Telescope"
СТР — система терморегулирования
СЭП — система электропитания
ТКК — транспортный космический корабль
ТМ — телеметрия
ФУСЕ — FUSE — "Far-Ultraviolet Spectrographic Explorer"
ХЕАО — HEAO — "High-Energy Astrophysical Observatory"
ЦУП — центр управления полетом
ЭВТИ — экранно-вакуумная теплоизоляция
ЭКЗОСАТ — EXOSAT — "European X-Ray Observatory Satellite"
ЭМШ — эквивалентная мощность шума
ЭПАС — экспериментальный полет "Аполлон" — "Союз"
ЭППШ — эквивалентная плотность потока шума

ВВЕДЕНИЕ

§ 1. Трудности наземных астрономических наблюдений

Астрономия получает основную информацию, используя наблюдения Солнца, планет и спутников, звезд, галактик и других небесных объектов в различных диапазонах спектра электромагнитных волн. При этом все многообразие возможностей усовершенствования наблюдательных инструментов и повышения качества наблюдений можно свести к нескольким принципиальным направлениям.

1. Повышение чувствительности наблюдений, или уменьшение минимальной величины потока фотонов, которая требуется для уверенной регистрации излучения от какого-либо объекта наблюдений.

2. Улучшение углового разрешения, позволяющее различать точечные источники, находящиеся на все меньших угловых расстояниях друг от друга на небесной сфере, и изучать все более тонкие детали структуры протяженных объектов.

3. Расширение спектрального диапазона наблюдений, что ведет к увеличению информации о наблюдаемых процессах и к обнаружению новых физических явлений. Этим же целям способствует и повышение спектрального разрешения.

4. Расширение шкалы временны́х масштабов, в которых возможны наблюдения. При этом диапазон масштабов времени, в котором проводятся наблюдения, расширяется как в сторону больших, так и малых интервалов и в настоящее время составляет от микросекунд до нескольких тысяч лет.

Перечисленные направления тесно связаны между собой, и почти всегда невозможно улучшение сразу всех характеристик. Кроме того, у наземных телескопов и связанных с ними приборов при улучшении параметров аппаратуры неизбежно наступает некий предел, когда или дальнейшее усовершенствование ведет к регистрации явлений, обусловленных наземными или околоземными явлениями, не связанными с наблюдаемыми объектами, или же этот предел обусловлен физическими параметрами самой Земли, ее движением по орбите вокруг Солнца или положением в Солнечной системе.

Сказанное можно проиллюстрировать несколькими примерами.

Если наблюдения звезд проводятся телескопом диаметром D с угловой разрешающей способностью β, то при потоке фотонов от звезды, равном n_* фотонов/(см^2·с) за время наблюдений t с внутри кружка размытия диаметром β будет получено N_* фотонов, где N_* выражается формулой

$$N_* \approx D^2 n_* t \text{ фотонов.} \qquad (B.1)$$

В то же время если поток фонового излучения в единице телесного угла составляет $f_ф$ фотонов/(см^2 · с · ср), то за время накопления N_* импуль-

сов от звезды в том же телесном угле упадет N_Φ квантов фона, где N_Φ можно записать как

$$N_\Phi \approx D^2\beta^2 f_\Phi t \text{ фотонов.} \qquad (B.2)$$

При регистрации предельно слабых объектов число фотонов от звезды будет существенно меньше числа фоновых квантов, и отношение сигнал/шум (S/N) определяется прежде всего величиной среднеквадратичной ошибки фона $\sigma(N_\Phi)$. При пуассоновском характере потока $\sigma(N_\Phi) = \sqrt{N_\Phi}$ отношение S/N равно

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_\Phi}} = \frac{D^2 n_* t}{(D^2\beta^2 f_\Phi t)^{1/2}} = \frac{D}{\beta} n_* f_\Phi t^{1/2} \qquad (B.3)$$

и минимально обнаружимый поток от звезды (проницающая способность телескопа) при $S/N = 1$ равен

$$n_{*\min} \sim \frac{\beta}{D} f_\Phi^{1/2} t^{-1/2} \text{ фотонов/(см}^2 \cdot \text{с)}. \qquad (B.4)$$

Время наблюдений t ограничивается несколькими часами в течение одной наблюдательной ночи и погодными условиями. Величина фона ночного неба в наилучших условиях для наблюдений составляет около 22-й звездной величины с квадратной секунды небесной сферы. Максимальный диаметр телескопа в настоящее время равен 6 м (телескоп Специальной астрофизической обсерватории АН СССР на Северном Кавказе). По-видимому, в наземных условиях из-за конструктивных трудностей апертура телескопа ограничена величиной $D \sim 10-20$ м. Кроме того, стоимость телескопа растет с увеличением диаметра примерно как D^3 [1]. Величина β определяется искажением волнового фронта по пути в атмосфере до телескопа, и в средних условиях составляет $1'' - 2''$, при отличном качестве изображения в отдельные ночи.

Все вышеперечисленные факторы устанавливают минимальный предельный поток от звезды, какой может быть зарегистрирован в наземных условиях. Этот предел соответствует примерно 25-й звездной величине. В настоящее время много усилий прилагается к поиску мест с хорошим астроклиматом, т.е. мест, где величина β была бы по возможности минимальной при наблюдениях.

В то же время дифракционный предел для углового разрешения — $\beta_д \approx \approx \lambda/D$ (λ — длина волны излучения) — у больших телескопов существенно меньше практически достижимого. Так, для 6-метрового телескопа на длине волны $\lambda = 4\,000$ Å величина $\beta_д$ составляет около $0\overset{''}{.}01$. Следовательно, если бы не было атмосферной турбулентности, проницающая способность телескопа могла бы быть резко повышена.

В последние годы получили бурное развитие различные неклассические методы повышения углового разрешения, использующие интерферометры, покрытие звезд Луной, наконец, метод спекл-интерферометрии [1]. Тем не менее предельно высокая чувствительность по потоку, по крайней мере в настоящее время, может быть достигнута только при регистрации прямых изображений звезд.

Качество изображения ограничивает и спектральное разрешение. Спектрометр дает набор монохроматических изображений своей входной щели, и при нормальной ширине щели $\Delta l_н$, определяемой теоретическим дифракционным пределом телескопа $\Delta l_н = \lambda/A$ (где A — относительное отверстие коллиматора), в спектрометр проходит только малая часть падающего по-

тока от звезды. Поэтому обычно величина Δl много больше нормальной, что ведет к ухудшению разрешения по спектру.

Атмосфера накладывает ограничения на наблюдения Солнца — в дополнение к атмосферным искажениям волнового фронта высокая яркость дневного неба, составляющая около $2 \cdot 10^{-9}$ яркости Солнца, препятствует наблюдениям солнечной короны. В наземных внезатменных коронографах используется разделение излучения от короны и фона по их различной поляризации, выделение ярких эмиссионных линий короны, позволяющее повысить контраст над фоном на 1—2 порядка и т.д. Но в любом случае наблюдение короны вне затмений возможно до расстояний, не превышающих двух угловых радиусов Солнца, вследствие высокого градиента яркости в короне [2].

Из всего спектра электромагнитных волн атмосфера пропускает излучение только в нескольких ограниченных диапазонах. В частности, поглощение кислородом и водяным паром и переменная концентрация последнего в атмосфере оказывают существенное влияние на измерения радиопотока на длинах волн короче одного сантиметра. В то же время что касается прохождения низкочастотных радиоволн, то плотность свободных электронов в ионосфере достигает концентрации $n_e \sim 10^6 \text{см}^{-3}$ и ионосферная плазма ведет себя как вещество с показателем преломления, равным

$$n_0 = \left[1 - \left(\frac{\nu_{\text{кр}}}{\nu} \right)^2 \right]^{1/2}, \quad n_0 \leqslant 1, \tag{B.5}$$

где ν — частота падающего излучения, а $\nu_{\text{кр}}$ — критическая частота, определяемая выражением

$$\nu_{\text{кр}} = \left(\frac{n_e e^2}{\pi m_e} \right)^{1/2} \text{Гц}, \tag{B.6}$$

где m_e и e — масса и заряд электрона. Таким образом, при указанном значении n_e для частот, меньших $\nu_{\text{кр}}$, наступает полное внутреннее отражение при падении на ионосферу радиоволн как изнутри, так и снаружи (из космоса), т.е. ионосфера непрозрачна для частот с $\nu \leqslant 10$ МГц.

В радиоастрономии сильные ограничения на чувствительность наземных приемных устройств накладываются и собственным тепловым излучением атмосферы, а также наличием искусственных помех от работы радиопередатчиков. Кроме того, в соответствии с принятым распределением диапазонов частот, используемых для космической связи, радиоастрономии отведено около 20 узких полос на частотах от нескольких килогерц до десятков гигагерц. В сумме ширина этих полос не превышает нескольких процентов от всего спектра радиочастот.

Достижение же высокой угловой разрешающей способности до 10^{-4} секунды дуги радиоастрономией последних лет, связано с созданием радиоинтерферометров со сверхдлинными базами. Разрешающая способность в этом случае определяется так же, как и для оптических телескопов, с учетом того, что величина D равна длине базы и ограничена диаметром Земли — ~13 000 км.

В инфракрасном диапазоне поглощение водяным паром, озоном, углекислым газом CO_2 и N_2O приводит к тому, что излучение доходит до Земли только в узких полосах около λ = 0,9; 1,25; 1,6; 2,2; 3,6; 5, 11 мкм и нескольких более длинноволновых. На высокогорных обсерваториях возможна регистрация инфракрасного излучения в более широком диапазоне, но все равно при этом в спектре остаются полосы поглощения (рис.1).

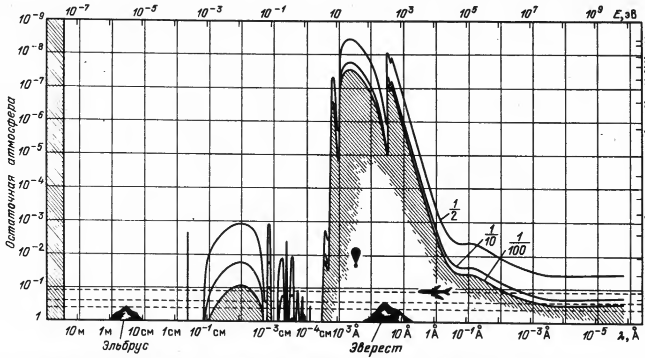


Рис. 1. Поглощение электромагнитного излучения атмосферой. Цифры у кривых показывают, какая доля излучения из космоса на данной длине волны доходит до соответствующей высоты. По оси абсцисс отложены длина волны и энергия фотонов; по оси ординат — давление остаточной атмосферы в долях давления на уровне моря, а также высота.

Остаточное поглощение в этих полосах сильно зависит от наличия водяного пара и озона в атмосфере, что вызывает существенные трудности в сравнении результатов.

Видимое излучение (λ = 3000–8000 Å) достигает Земли ослабленным на 20—30% из-за рассеяния в атмосфере.

Излучение же с более короткими длинами волн $\lambda < 3000$ Å поглощается полностью в верхних слоях атмосферы при возбуждении, ионизации и диссоциации атомов, молекул и ионов N, N_2, O, $\dot{O}_2$, O_3 и других. Каждой длине волны излучения соответствует своя характерная высота поглощения, определяемая сечением поглощения и плотностью поглощающей компоненты. Так, при энергиях фотонов, равных или превосходящих энергию ионизации с K-оболочки азота $E \geqslant 0{,}4$ кэВ, сечение скачкообразно растет и высота поглощения увеличивается в 1,5 раза (см. рис. 1).

При дальнейшем увеличении энергии квантов E высота поглощения падает, так как сечение фотопоглощения уменьшается примерно пропорционально E^{-3}. В области $E \sim 100$ кэВ наблюдается небольшое увеличение поглощения, связанное с ростом эффективности комптоновского взаимодействия фотонов — рассеяния на внешних электронах атомов.

В области гамма-излучения высоких энергий $E \gg 2mc^2$ поглощение фотонов в атмосфере идет с образованием электронно-позитронных пар — реакция $\gamma \to e^+ + e^-$ — и при энергии фотона, превышающей 40 МэВ, возникшие электрон и позитрон движутся со скоростями, превышающими скорость света в воздухе $c_{\text{в}}$ ($c_{\text{в}} = c/n_0$, где c — скорость света в вакууме, n_0 — показатель преломления воздуха). При этом происходит испускание фотонов черенковского излучения с длинами волн, лежащими в ультрафиолетовой и видимой областях. У фотонов с энергией более 10^{12} ГэВ энергия образованной пары такова, что электрон и позитрон достигают поверхности Земли. В таком случае, регистрируя параметры черенковского излучения, можно определить энергию и направление первичного гамма-кванта. В этом смысле атмосфера прозрачна для гамма-квантов сверхвысокой энергии, и такие фотоны изучаются наземными установками.

С вращением Земли и существующим в связи с этим естественным периодом между астрономическими наблюдениями, который равен одним суткам, связаны и определенные трудности в исследовании наземными телескопами переменности источников в масштабах времени порядка нескольких часов. Данный факт, в частности, вызывает появление ложных периодов при обработке кривых блеска переменных звезд. С другой стороны, флуктуации блеска, вызванные турбулентным движением воздушных масс, имеют характерный временной масштаб около $0{,}01 \div 0{,}1$ с, что также затрудняет изучение астрономических объектов в этих временных интервалах.

Заметим также, что с земли невозможно или затруднено изучение многих пространственных характеристик излучения, как, например, анизотропии углового распределения излучения солнечных вспышек.

В свете вышеизложенного представляется вполне естественным вынесение астрономических инструментов на большую высоту и установка их на космические аппараты (КА). Самолетные наблюдения на высоте 7—15 км проводятся, в основном, в инфракрасном и субмиллиметровом диапазонах (см. рис. 1). В гондолах, подвешенных к аэростатам, достигающим высот в 30—50 км, устанавливаются инструменты субмиллиметрового, инфракрасного, оптического, ближнего ультрафиолетового ($\lambda > 2000$ Å), рентгеновского и гамма-диапазонов. На зондирующих ракетах возможны наблюдения в течение нескольких минут на высотах от 100 до 2000 км над поверхностью Земли.

Наилучшим способом устранения трудностей наземных наблюдений является установка астрономических инструментов на КА, находящиеся на различных орбитах, — искусственные спутники Земли (ИСЗ) и планет, орбитальные космические станции (ОКС), искусственные спутники Солнца, автоматические межпланетные станции (АМС). Наблюдения с КА возможны во всех спектральных диапазонах и свободны от ограничений, связанных с угловым разрешением. Современные системы ориентации КА обеспечивают достижение дифракционного разрешения (лучше $0\overset{''}{.}1$) в видимом диапазоне у телескопов с апертурой порядка 2 м. При вынесении же в космос радиоастрономических антенн длина базы интерферометров может быть увеличена до размеров, превышающих диаметр Земли, с соответствующим улучшением углового разрешения.

В космосе при наблюдениях в оптическом диапазоне отсутствует ночное свечение атмосферы, и чувствительность ограничивается звездным фоном и зодиакальным светом. Суммарная фоновая яркость неба на околоземных орбитах составляет примерно 23 звездных величины с одной квадратной секунды при $\lambda \sim 5000$ Å, что вместе с дифракционным разрешением и увеличением времени наблюдений позволяет достичь проницающей силы космических телескопов в $27 - 29^m$.

При работе с дифракционным разрешением возможно создание спектрометрических устройств с максимально возможной разрешающей способностью по спектру.

Наблюдения в космосе свободны от погодных условий. Кроме того, излучение от выбранных объектов может регистрироваться неограниченно долгое время. Естественным образом у космических телескопов снимаются трудности, связанные с суточным вращением Земли и с турбулентностью атмосферы, а также повышается эффективность работы телескопа и растет поток информации, так как наблюдения могут проводиться круглосуточно.

Приборы, установленные на АМС, позволяют изучать угловое распределение потоков излучения и космических лучей во время солнечных вспышек, проводить исследования планет спускаемыми аппаратами, фотографирование обратной стороны Луны и т.д.

§ 2. Особенности внеатмосферных наблюдений

Специфические свойства космоса (среды, в которой производятся внеатмосферные наблюдения), условия доставки инструментов на орбиту, особенности функционирования приборов на борту КА, удаленность наблюдателя от инструмента предъявляют особые требования к аппаратуре, предназначенной для космических исследований. При конструировании космических астрономических приборов в обязательном порядке необходимо учитывать влияние всех факторов, присущих космическому полету, и этим разработка космических телескопов существенно отличается от работы по созданию наземных инструментов.

1. *Невесомость.* Одним из главных факторов космического полета является работа в условиях невесомости. Вообще говоря, сумма сил, действующих на космический объект, находящийся на орбите вокруг Земли, не равна нулю, так как учет возмущений от сопротивления внешней атмосферы, несферичности Земли, давления солнечного ветра и других приводит к значениям ускорений, меньшим $10^{-4} g_0$, где g_0 — ускорение свободного падения на земной поверхности. Тем не менее эти остаточные ускорения весьма малы, и отсутствие веса накладывает серьезные ограничения на конструкцию телескопов. Дело в том, что на Земле любые конструкции деформируются под действием собственного веса. После выведения на

Таблица 1

Некоторые данные о материалах, используемых в космических инструментах

Материал	$K_y \cdot 10^{-11}$, Н/м²	Плотность, кг/м³ × 10^{-3}	Коэффициент теплового расширения, град$^{-1}$ × 10^6
Титан	1,1	4,5	9
Сталь	2,0	8	12
Бериллий	3,1	1,8	12
Инвар (сплав железа с никелем)	1,4	8	1
Дюраль	0,7	2,8	20

орбиту, в невесомости, механические элементы "распрямляются", вызывая перекосы всей конструкции и нарушая юстировку. Особую опасность это представляет для элементов крепления оптики телескопов, так как в некоторых случаях расстояния между оптическими элементами после юстировки должны выдерживаться с точностью до нескольких микрометров. Дополнительные трудности вызывает тот факт, что длительная (более нескольких минут) невесомость не имитируется в наземных условиях и во время испытаний невозможно точно проверить, как поведет себя конструкция в невесомости.

Чтобы такие перекосы конструкции при выводе телескопа на орбиту были минимальными, необходимо применять материалы с возможно бóльшими значениями модуля упругости K_y и поперечного сечения, и по возможности делать инструменты более компактными. Некоторые данные о применяемых материалах приведены в табл. 1. Бериллий, например, по сравнению с другими металлами, обладает большим значением K_y и малой плотностью. Поэтому он весьма часто применяется в конструкциях телескопов. Из-за малости теплового расширения инвар также широко используется в оптических конструкциях.

Ввиду неопределенностей деформаций инструменты часто снабжаются системами проверки фокусировки и проведения юстировки на орбите.

Все предметы, которые в невесомости могут попасть в поле зрения телескопа — кабели, гибкие шланги и т.д. — должны быть тщательно закреплены. Поверхности приборов подвергаются тщательной очистке, так как в невесомости пылевые частицы, отрывающиеся от поверхности и попадающие в поле зрения, затрудняют наблюдения.

Еще одной проблемой является прекращение в невесомости конвективного теплообмена в герметичных отсеках КА, что делает необходимым наличие вентиляторов для выравнивания температур в закрытых объемах.

2. *Вакуум.* На высотах свыше 100 км давление окружающей среды падает до $< 10^{-6}$ атм, достигая примерно 10^{-13} атм на высоте около 1000 км. В таком глубоком вакууме резко возрастает сублимация неорганических веществ с поверхности. Скорость потери массы веществом выражается формулой Кнудсена — Лэнгмюра

$$\dot{m} = \frac{p_н(T)}{17{,}14} \sqrt{\frac{\mu}{T}} \ г/(см^2 \cdot с), \qquad (В.7)$$

где μ — молекулярная масса, T — температура в К, $p_н$ — давление насыщающих паров в мм рт.ст. В свою очередь, величина $p_н(T)$ экспоненциально зависит от температуры

$$p_н(T) \propto \exp\left\{-\frac{B}{T}\right\}, \tag{B.8}$$

где B — постоянная, зависящая от удельной энергии сублимации и молекулярного веса, так что скорость испарения монотонно растет с увеличением температуры для всех материалов. Лист кадмия, например, толщиной в 1 мм при температуре около 150 К за год испаряется полностью. Высокой скоростью сублимации обладают также цинк и магний.

Испарение в вакууме приводит, во-первых, к ухудшению качества оптических покрытий, а, во-вторых, к тому, что испаряющиеся с более теплых окружающих поверхностей молекулы могут оседать на обычно более холодные оптические элементы — линзы, зеркала и т.д., ухудшая их оптические свойства (явление "контаминации").

Сложные органические вещества и полимеры также сублимируют в вакууме. Под действием солнечного излучения одновременно происходят и процессы распада молекул на составные части. Испарившиеся частицы вблизи КА рассеивают солнечное излучение, повышают уровень фона и создают помехи при наблюдениях, имитируя излучение звезд.

В результате испарения, освобождения летучих компонент и пыли с поверхностей, вокруг КА образуется собственная газовая оболочка с плотностью, на несколько порядков превышающей плотность окружающей среды. Так, на станции "Скайлэб" при плотности окружающей среды в $4 \cdot 10^{-14}$ г/см^3 плотность "собственной" атмосферы была в тысячу раз больше. Особенно быстро процессы испарения проходят в первые несколько суток после выведения на орбиту. Для защиты оптических поверхностей от загрязнения используются крышки, закрывающие оптику. Во время наблюдений температура линз и зеркал должна быть выше, чем у окружающих материалов. Обычно наблюдения начинаются через несколько дней после запуска, когда скорость газовыделения из материалов КА уменьшается.

Большие трудности возникают при разработке механических узлов для работы в вакууме. Жидкие смазочные материалы с высокими значениями $p_н$ улетучиваются в течение нескольких часов, и в результате сублимации поверхности самоочищаются и начинают идти процессы слипания и холодной сварки металлов. В этих условиях хорошо зарекомендовало себя применение в космосе твердых смазок — например, дисульфида молибдена MoS_2.

Элементы электроники обычно рассчитаны на работу при атмосферном давлении. Следовательно, на любых КА в обязательном порядке необходима установка герметичных отсеков, внутри которых поддерживается соответствующий состав и давление газа, что, в свою очередь, предъявляет повышенные требования к прочности конструкции.

В вакууме градиент температуры на поверхности КА определяется величиной падающего солнечного потока на освещенную поверхность КА, радиационным охлаждением с теневой стороны и теплопроводностью самого КА. Вследствие отсутствия конвекции во внешней среде, при средней температуре спутника около 20 °С на околоземной орбите перепад температур на поверхности аппарата может достигать от −150 до +150 °С, что, в свою очередь, требует применения специальных материалов. В герметичных внутренних отсеках КА с принудительной циркуляцией, создаваемой

вентиляторами, температура поддерживается обычно в пределах $0 \div$ $\div 40\,^{\circ}$C.

3. *Перегрузки, вибрации и акустические потоки.* Данные факторы действуют на участках выведения КА на орбиту и при различных динамических операциях — сбросе головного обтекателя ракеты, стыковке, коррекции орбиты и т.д., т.е. когда астрономическая аппаратура чаще всего выключена. Тем не менее наличие мощных динамических нагрузок делает невозможным вывод на орбиту аппаратуры, рассчитанной исключительно на работу в невесомости, так как в этом случае приборы выйдут из строя на активном участке работы двигателей ракеты-носителя (РН).

Обычно сила тяги $F_{\text{т}}$ ракеты на старте составляет примерно 1,5 от полного стартового веса ракеты, т.е. перегрузка, выраженная в единицах ускорения свободного падения g_0 составляет $0{,}5g_0$ [4]. По мере выгорания топлива вес системы уменьшается, сила тяги же остается примерно на том же уровне, и если топливо составляет примерно 75–80% веса всей ракеты, величина продольных ускорений возрастает до $4\text{–}5g_0$. При работе второй и последующих ступеней процесс повторяется. Во время функционирования пороховых ускорителей (например, на зондирующих ракетах) продольные перегрузки могут возрастать до $20\,g_0$.

В полете в плотных низких слоях атмосферы управляющие системы ракеты-носителя должны быстро компенсировать порывы ветра, отклоняющие ракету с заданного курса. При этом возникают поперечные ускорения от 0,5 до $3g_0$.

При расстыковке и сбросе ступеней ракеты, сбросе обтекателя, отделении полезной нагрузки (ПН) от ракеты и т.д. появляются ударные перегрузки, действующие короткое время — несколько миллисекунд, но с большими величинами ускорений (до $30\text{—}40g_0$) во всех направлениях. Удары до нескольких g_0 происходят и при возвращении оборудования из космоса во время раскрытия парашюта и посадки на поверхности.

Вибрации, возникающие во время работы двигателей и другой механической аппаратуры, распространяются по корпусу ракеты и передаются на все приборы и конструкции. Частота и уровень вибраций определяются мощностью двигателей, размерами ракеты, массой топлива, оставшегося в баках и т.д. Так, вибрационные перегрузки до $1g_0$ с характерными частотами вибрации в единицы-десятки герц длятся около 2–3 мин после старта. На высоких частотах — несколько тысяч герц — величина вибрационных ускорений растет до $8\text{—}10g_0$ и действует в течение всего времени от момента старта до выведения на орбиту (около 10 мин).

Мощность акустических потоков (продольных волн плотности) на корпусе ракеты достигает 150 дБ в частотном диапазоне от десятков до нескольких тысяч герц. В герметичных отсеках уровень акустических колебаний уменьшается до 120 дБ, а при наблюдениях на орбите звуковые частоты работающей аппаратуры обычно находятся в пределах $10^2\text{—}10^4$ Гц с уровнем, не превышающим 60 дБ.

Итак, аппаратура, выводимая в космос, должна быть достаточно прочной, чтобы выдержать все допустимые перегрузки. Для защиты от перегрузок и ударов все движущиеся детали и узлы обычно закрепляются на время старта и освобождаются после выведения. Принимаются также меры для подавления резонансных колебаний и других нежелательных эффектов во время вибраций.

4. *Микрометеориты.* Расчеты показывают, что вероятность попадания КА в плотный поток метеорных частиц весьма мала — не более 10^{-6}. В то же время следует учитывать потоки частиц массой менее 10^{-6} г. Поток метеор-

ных частиц с массой больше m на единицу поверхности КА может быть выражен эмпирической формулой [4]:

$$n(>m) = am^{-b}\ \text{м}^{-2}\cdot\text{с}^{-1}, \qquad (В.9)$$

где m выражено в граммах, $a = 10^{-12}$ и $b = 1{,}05$. Метеорные частицы имеют каменную или железорудную структуру и плотность порядка 2–8 г/см^3. Их скорости находятся в диапазоне от 10 до 100 км/с.

Такие частицы при столкновениях с материалами КА выбивают осколки с суммарной массой, в сотни раз превышающей собственную массу, и оставляют после себя кратер глубиной 10^{-2}–10^{-3} см. Таким образом из-за взаимодействия с метеорным потоком происходит эрозия материалов со средней скоростью потери массы порядка одного грамма с квадратного метра поверхности в год. Эрозия постепенно изменяет свойства приборов, в которых используются тонкие пленки, ухудшает параметры фотодиодов и фотосопротивлений; под влиянием микрометеоритов падает коэффициент отражения оптических поверхностей, ухудшается прозрачность линз и иллюминаторов.

Для защиты от метеорных частиц на чувствительные поверхности, в тех случаях, когда это возможно, наносятся дополнительные покрытия из материалов, пропускающих излучение в заданном участке спектра. Иногда устанавливаются защитные противометеоритные экраны. Во время пробоя такого экрана кинетическая энергия частицы расходуется на образование дырки и осколков. Разлет последних идет с существенно меньшими скоростями и не представляет опасности. Толщина экрана при этом составляет обычно доли миллиметра.

5. *Солнечное электромагнитное излучение и заряженные частицы.* На орбите Земли величина потока солнечной энергии составляет (солнечная постояннная) $1{,}39\cdot 10^6$ эрг/(см$^2\cdot$с), из которых 90% приходится на видимую и ближнюю инфракрасную область от 0,4 до 10 мкм. Из-за отсутствия атмосферы внешняя поверхность КА на околоземной орбите, обращенная к Солнцу, может нагреваться до $\sim 150\,^\circ$С. Длительное воздействие больших тепловых потоков приводит к температурному изгибу механических элементов, увеличению скорости испарения, потемнению светоотражающих поверхностей, помутнению прозрачных материалов и т.д.

Примерно 10% энергии, поступающей от Солнца, приходится на диапазон длин волн $\lambda = 2000 \div 4000$ Å, и около $2\cdot 10^{-4}$ солнечной постоянной составляют фотоны с $\lambda < 2000$ Å. При продвижении далее в коротковолновую область поток от Солнца слабеет и все сильнее зависит от солнечной активности. Так, в крайней ультрафиолетовой области при $\lambda < 1000$ Å от Солнца поступает 2,5 эрг/(см$^2\cdot$с); во время солнечных вспышек эта величина возрастает в несколько раз, в то время как в мягком рентгеновском диапазоне ($\lambda < 100$ Å) поток меняется более чем в 100 раз. Во время вспышек в рентгеновской и гамма-областях спектра Солнца излучает $\gtrsim 10^{31}$ эрг в течение нескольких часов.

Фотоны жесткого ($\lambda \leqslant 2000$ Å) солнечного излучения при взаимодействии с материалами КА тратят энергию на возбуждение и ионизацию атомов, диссоциацию сложных молекул органических соединений, катализацию различных химических реакций. Если не принимать мер защиты (специальные покрытия, экраны и т.д.), то через некоторое время свойства оптики и детекторов под воздействием ультрафиолетовых и рентгеновских фотонов существенно изменятся, чаще всего в нежелательную сторону. Так, например, монотонно падает квантовая эффективность регистрации излучения фотодетекторов ("фотонная деградация"). Этот эффект еще более

усиливается в условиях повышенных температур. Обычно детекторы, не предназначенные для регистрации солнечного излучения, предохраняют (даже в выключенном состоянии) от прямых засветок Солнцем путем выделения некоей "запретной" области на небе радиусом до 30–40° вокруг Солнца, в которую не допускается направление поля зрения инструмента, а также конструированием специальных затворов и крышек, автоматически закрывающих детекторы (и зеркала) при возникновении опасности прямой засветки.

На работу аппаратуры влияют и потоки заряженных частиц. Во время солнечных вспышек до 10^{30} эрг выделяемой энергии приходится на солнечные космические лучи (в основном протоны с небольшими добавками более тяжелых ядер и электронов), причем различные механизмы ускорения во вспышках разгоняют космические лучи до релятивистских энергий. Так, при вспышке 4 августа 1972 г. на орбите Земли были зарегистрированы частицы с энергией более 100 МэВ. В периоды спокойного Солнца от него исходит солнечный ветер – поток плазмы с плотностью 6–20 $см^{-3}$ на орбите Земли, распространяющийся со скоростями около 400 км/с. Галактические космические лучи состоят на 99% из релятивистских протонов и ядер гелия, распространяющихся с интенсивностью 0,2 частиц/ ($см^2 \cdot с \cdot ср$) во всех направлениях. Спектры космических лучей имеют максимум на энергиях 200–400 МэВ, спадая вплоть до энергий $E_р \sim 10^{13}$ эВ по степенному закону с показателем степени $\alpha \sim 2,5$.

Вследствие наличия у Земли магнитного поля в радиационных поясах (имеющих форму тора, ориентированного по геомагнитному экватору) плотность захваченных магнитосферой электронов с энергией более 1 МэВ может достигать величин порядка 10^7 электронов/ ($см^2 \cdot с$) на расстояниях в 4–5 $R_З$ ($R_З$ – радиус Земли) в плоскости экватора. Потоки протонов радиационных поясов с энергией $E_р > 5$ МэВ до $3 \cdot 10^6$ протонов/($см^2 \cdot с$) наблюдаются при $R \sim 2R_З$.

Заряженные частицы, в дополнение к эффектам, аналогичным тем, которые наблюдаются при наличии жесткого электромагнитного излучения, во многих случаях рождают дополнительную и весьма мощную компоненту шума в детекторах (пропорциональных и полупроводниковых счетчиках, ФЭУ). Вследствие высокой проникающей способности интенсивный поток заряженных частиц выводит из строя электронные блоки, производит изменение внутренней структуры материалов и т.д. Взаимодействия заряженных частиц и космических лучей рождают долгоживущие изотопы, которые, в свою очередь, в процессе распада создают дополнительную компоненту фона. Выбивание электронов и ионов с поверхностей (вторичная электронная и ионная эмиссия) ведет к образованию электростатических зарядов и изменению электрических характеристик КА (такие же эффекты наблюдаются при движении спутников Земли на высотах $h_0 \sim$ ~ 200–400 км в верхних слоях ионосферы).

Для уменьшения влияния потоков заряженных частиц на работу аппаратуры наблюдения обычно проводят или на низких ($h_0 \leqslant 1000$ км) или на высоких ($h_0 \gtrsim 5$–$6R_З$) орбитах или участках орбит. Далее, разделение сигналов в детекторах, вызванных фотонами от наблюдаемого источника и от фона заряженных частиц, производится соответствующими электронными схемами. Кроме того, необходимая защита от частиц низких энергий в некоторых случаях обеспечивается их отклонением в электрических и магнитных полях, которые создаются перед детекторами.

Наконец, спецификой внеатмосферных наблюдений является то, что инструмент находится на значительном удалении от наблюдателя. Для уп-

равления телескопом, как и для передачи информации с телескопа на Землю, необходимо использовать радиоканалы, что накладывает свои ограничения на создание систем управления и передачи данных. На околоземных орбитах возможна практически непрерывная работа телескопа, в то время как обмен информацией между Центром управления и спутником в общем случае возможен только часть времени, которую спутник проводит в зонах видимости наземных измерительных пунктов* (НИПов). Это вызывает необходимость установки на борту спутника записывающих устройств.

§ 3. Достигнутый уровень исследований

Возможность выведения крупных инструментов в космос определяется уровнем развития ракетной техники. На орбиту вокруг Земли в настоящее время могут быть выведены объекты весом до нескольких десятков тонн, объемом до сотен кубических метров и энергопотреблением до нескольких киловатт. Приведенные данные относятся к объекту в целом, т.е. включают и все служебные системы — энергопитания, радиотелеметрические, системы управления, а в пилотируемых КА — системы жизнеобеспечения и т.д., которые занимают обычно большую часть полезной нагрузки по весу, объему, энергопотреблению и количеству передаваемой информации. В этих условиях при создании космических астрономических систем ограничения по весу, объему и потребляемой мощности становятся одними из основных при разработке и создании инструментов.

Целенаправленные последовательные внеатмосферные астрономические наблюдения начались в 40-х годах нашего века. В 1946 г. при полете трофейной ракеты V-2 в США был получен первый внеатмосферный ультрафиолетовый спектр Солнца. При ракетных полетах 1948 — 1949 гг. в СССР, США и Англии наблюдалось солнечное рентгеновское излучение. В дальнейшем в нескольких странах параллельно с разработкой мощных ракет развивалась и программа астрономических наблюдений.

В 50-х годах начались работы по установке телескопов на самолеты и гондолы баллонов для наблюдений преимущественно в инфракрасном, ультрафиолетовом и видимом диапазонах. Позднее, в конце 60-х и в 70-х годах, на баллонах стали устанавливать также приборы для наблюдений в рентгеновском и гамма-диапазонах.

Начало космической эры ознаменовалось запуском 4 октября 1957 г. в СССР первого искусственного спутника Земли. Для астрономии это означало рубеж, начиная с которого стали возможными создание космических телескопов и длительные астрономические наблюдения в космосе. Запуск первого спутника дал толчок разработке нескольких поколений космических астрономических приборов для наблюдений во всех спектральных диапазонах.

Эпохальным событием явился полет вокруг Земли первого космонавта — гражданина СССР Ю.А. Гагарина 12 апреля 1961 г. Развитие пилотируемых космических полетов привело впоследствии к созданию больших пилотируемых орбитальных станций на которых был получен (и получается) большой объем астрономических материалов.

Рост объема и уровня внеатмосферных наблюдений ускоряется вместе с разработкой новых ракетно-космических систем, созданием все более тяжелых спутников, АМС и орбитальных космических станций, т.е. всем прогрессом космонавтики. В СССР программа астрономических исследований активно проводится на спутниках "Космос", "Интеркосмос", "Прогноз" и других. В США в 60—70-х годах приборы для исследований в различных

диапазонах устанавливались на специализированных астрономических спутниках серий ОСО, ОАО, САС, ХЕАО и др.

В 1959 г. советским аппаратом "Луна-3" была впервые получена и передана на Землю фотография обратной стороны Луны. Станция "Луна-9" в 1966 г. впервые осуществила мягкую посадку на Луну и передала панорамные изображения лунной поверхности. Впоследствии Луна активно исследовалась советскими и американскими КА. В 1969 г. КК "Аполлон-11" доставил первую экспедицию астронавтов на Луну.

В 1971 г. на орбиту спутников Марса были выведены АМС "Марс-2" и "Марс-3", а спускаемый аппарат станции "Марс-3" впервые совершил мягкую посадку на поверхность планеты. Впоследствии с АМС "Марс-4 и 5" в 1973 г. были переданы фотографии Марса с близкого расстояния. Аме-

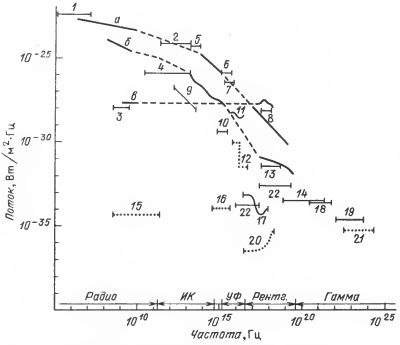


Рис. 2. Достигнутая и проектируемая чувствительность внеатмосферных наблюдений в различных диапазонах. Сплошными и штриховыми линиями показаны примесные спектры некоторых астрономических объектов: *а*) Крабовидной туманности, *б*) квазара 3С 273, *в*) источника Sco X-1. Обозначения: сплошная линия — достигнутый уровень чувствительности, пунктирная линия — проектируемый, *1* — Радиоастрономический спутник РАЕ-2, *2* — субмиллиметровый телескоп БСТ-1М, *3* — космический радиотелескоп КРТ-10 при работе с наземной 70-метровой антенной, *4* — баллонные и *5* — ракетные наблюдения в инфракрасном диапазоне, *6* и *7* — ультрафиолетовые телескопы на спутниках "Коперник" и ТД-1А, *8* — первые ракетные наблюдения в рентгеновском диапазоне в 1962 г., *9* — инфракрасный спутник ИРАС, *10* — ультрафиолетовый спутник ИУЕ, *11* — эксперимент ЭПАС, *12* — проект спутника ЕУВЕ для наблюдений в крайнем ультрафиолетовом диапазоне, *13* — спутник "Ухуру", *14* — гамма-спектрометр ХЕАО-1, *15* — проект космического радиотелескопа диаметром 1 км, *16* — разрабатываемый телескоп СТ с апертурой диаметром 2,4 м, *17* — "Обсерватория им Эйнштейна" (рентгеновский диапазон), *18* — баллонные наблюдения в гамма-диапазоне 1—30 МэВ, *19* — спутник КОС-Б, *20* — проект АКСАФ, *21* — проект "Гамма", *22* — спутник ЭКЗОСАТ.

риканскими автоматическими станциями "Викинг-1 и 2", совершившими мягкую посадку на Марс в 1975 г., были переданы первые снимки из района посадки. Первые изображения поверхности Венеры были получены спускаемыми аппаратами советских станций "Венера-9 и 10" в 1975 г., а спускаемые аппараты АМС "Венера-13 и 14" в 1982 г. впервые передали на Землю цветные изображения поверхности планеты.

Широкая программа астрономических исследований проводится в СССР с 1971 г. на пилотируемых орбитальных станциях "Салют". В США комплекс астрономической аппаратуры функционировал в 1973 — 1974 гг. на станции "Скайлэб".

Следует подчеркнуть, что внеатмосферные исследования ни в коей мере не заменяют наблюдений с помощью наземных телескопов, а являются дополнением и развитием наземных работ. В частности, в последние годы все шире проводятся координированные наблюдения несколькими наземными и космическими телескопами выбранных объектов в различных спектральных диапазонах. Такие исследования могут проводиться или одновременно, или по согласованной программе в близкие моменты времени, и полученные данные содержат в совокупности обычно гораздо больше сведений о поведении объекта, чем разрозненные наблюдения.

Обзорный график, показывающий достигнутую к настоящему времени чувствительность в различных диапазонах спектра, или ожидаемый уровень у проектируемых инструментов, приведен на рис. 2. Подробнее о каждом инструменте будет рассказано в последующих главах. Анализ рис. 2 подтверждает тот факт, что в послевоенные десятилетия чрезвычайно быстро шло развитие астрономии высоких энергий — рентгеновской и гамма. Для самых слабых звезд, регистрируемых в оптические телескопы, звездная величина составляет около $m_v \sim 25$, и в полосе шириной около 1000 Å поток энергии от таких звезд равен 10^{-16} эрг/(см$^2 \cdot$ с). В то же время чувствительность рентгеновских телескопов за 20 лет повысилась примерно в миллион раз и составляла $\sim 10^{-14}$ эрг/(см$^2 \cdot$ с) при наблюдениях космической "Обсерватории им. Эйнштейна", что соответствует примерно 20^m в оптическом диапазоне.

Прогресс гамма-астрономии, несмотря на исключительно большие трудности регистрации слабых потоков гамма-квантов при весьма высоком уровне фона, позволил достичь в настоящее время чувствительности порядка 10^{-10} эрг/(см$^2 \cdot$ с), что позволило зарегистрировать первые 25 дискретных объектов на небесной сфере в гамма-диапазоне ($E \sim 100$ МэВ). Примерно такая же чувствительность в крайней ультрафиолетовой области достигнута при наблюдениях во время совместного полета кораблей "Союз" и "Аполлон" по программе ЭПАС, во время которых были обнаружены первые объекты, излучающие в этом диапазоне.

Ультрафиолетовые спектроскопические наблюдения на спутнике ИУЕ в диапазоне $\lambda = 1000 - 3600$ Å проводятся для объектов, имеющих потоки более $\sim 5 \cdot 10^{-13}$ эрг/(см$^2 \cdot$ с), что соответствует примерно 17^m, т.е. пока чувствительность внеатмосферных ультрафиолетовых наблюдений ниже, чем у наземных телескопов (в оптическом участке спектра). Такая же картина наблюдается в инфракрасной и субмиллиметровой областях — например, при наземных наблюдениях минимально обнаружимая звездная величина в фильтре N ($\lambda = 10{,}6$ мкм) составляет 7^m (поток около 10^{-10} эрг/(см$^2 \cdot$ с)); этот предел при наблюдениях в космосе превзойден только в 1983 г. с запуском спутника ИРАС.

В радиодиапазоне чувствительность, например, наземного радиотелескопа РАТАН-600 составляет несколько десятых долей Ян (1 Ян =

$= 10^{-26}$ Вт/м^2 · Гц). Как на длинных, так и на коротких волнах чувствительность космических радиотелескопов на несколько порядков хуже. Исследования в миллиметровом, сантиметровом и декаметровом диапазонах длин волн в космосе только начинают развиваться.

Оставшиеся до конца XX века пятнадцать лет будут, по-видимому, ознаменованы (одновременно с развитием техники наземных астрономических исследований) выведением на орбиту нескольких крупных телескопов для наблюдений в различных диапазонах спектра (см. рис. 2) с соответствующим ростом проницающей способности. Это, безусловно, позволит выйти на новые рубежи в познании Вселенной.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Щеглов П.В.* Проблемы оптической астрономии. — М.: Наука, 1981, 271 с.
2. *Крат В.А., Котляр Л.М.* Стратосферная астрономия. — Л.: Наука, 1976, 152 с.
3. *Мартынов Д.Я.* Курс практической астрофизики. — М.: 1977, 543 с.
4. *Береговой Г.Т., Тищенко А.А., Шибанов Г.П., Ярополов В.И.* Безопасность космических полетов. — М.: Машиностроение, 1977, 264 с.

ГЛАВА 1

ТИПЫ АППАРАТОВ ДЛЯ ВНЕАТМОСФЕРНЫХ ИССЛЕДОВАНИЙ И ИХ СИСТЕМЫ

Космический телескоп является частью комплекса аппаратуры, заполняющей внутреннее пространство самолета, баллонной гондолы, отсека полезной нагрузки высотной ракеты или КА. При этом, кроме оптических, механических и электронных систем, которые составляют конструкцию самого телескопа, всегда имеются дополнительные устройства, обеспечивающие функционирование основной аппаратуры и выполнение научной программы. В задачи этих систем, называемых служебными, входит:

— ослабление влияния отрицательных факторов космического пространства на инструмент и использование тех свойств окружающей среды, которые могут способствовать работе телескопа;

— обеспечение электроэнергией всех систем КА;

— управление ориентацией как всего аппарата, так и телескопа, обеспечение заданной траектории движения поля зрения инструмента по небесной сфере, а также получение информации для последующего контроля и уточнения ориентации;

— выбор режимов работы систем, проверка их функционирования, отключение неисправных блоков;

— прием радиокоманд управления с Земли и их выполнение в заданные моменты времени;

— контроль поступающей с телескопа информации, ее регистрация и передача на Землю по линии радиосвязи.

При проектировании космической аппаратуры возможна разработка служебных систем на основе потребностей уже имеющегося или создаваемого телескопа. На практике же обычно возникает обратная ситуация — когда научная аппаратура разрабатывается с учетом конкретных возможностей служебных систем уже существующего аппарата, на котором должен быть размещен инструмент. В последнем случае параметры телескопа — вес, размеры, энергопотребление и т.д. — не должны выходить за указанные допуски, что и определяет в значительной степени конкретную схему и научные возможности эксперимента.

§ 1. Система электропитания (СЭП)

Устройства, в которых вырабатывается электрическая энергия, питающая все электрические блоки КА, а также стабилизаторы напряжения, переключатели, защитные и контрольные приборы, входят в состав СЭП.

Обычно для питания научной аппаратуры используется постоянное напряжение в 27 В, стабилизированное до трех—четырех вольт, а другие необходимые для работы величины постоянных и переменных напряжений (число которых может достигать нескольких десятков) вырабатываются в блоках электроники самого эксперимента. СЭП существующих космических аппаратов могут обеспечить мощность питания до нескольких

киловатт. Наиболее часто используемыми источниками получения электрической энергии являются химические аккумуляторы, топливные элементы, солнечные батареи и радиоизотопные генераторы (в самолетных экспериментах электроэнергия поступает от внутренней сети).

1. *Аккумуляторы.* Серебряно-цинковые аккумуляторы состоят из положительных (серебро) и отрицательных (окись цинка) электродов, погруженных в электролит. Рабочее напряжение одного такого элемента равно 1,5 В при количестве циклов заряд — разряд, доходящем до 300. Основным недостатком у них является выделение газообразных кислорода и водорода при перезарядке, что затрудняет их герметизацию. Этого недостатка лишены никелькадмиевые аккумуляторы, у которых положительным электродом является гидрат окиси никеля, а отрицательным — кадмий. Кроме того, аккумуляторы этого типа допускают большее число циклов заряд — разряд (до 2000). Но их удельная емкость — 20—40 Вт·ч/кг — меньше, чем у серебряно-цинковых.

Серебряно-кадмиевые элементы, в которых вместо цинка используется кадмий, занимают по своим характеристикам промежуточное положение между первыми двумя типами аккумуляторов. Срок службы аккумуляторов всех типов достигает нескольких лет.

Приведенные характеристики обуславливают возможности применения аккумуляторов в СЭП различных аппаратов. Так, в баллонных и ракетных экспериментах предпочтительно использование серебряно-цинковых элементов, в то время как на большинстве ИСЗ в дополнение к солнечным батареям устанавливаются никель-кадмиевые аккумуляторы — на дневной стороне орбиты они заряжаются током солнечных батарей, а на теневых участках используются для питания аппаратуры.

2. *Топливные элементы.* По принципу работы топливные элементы, также весьма часто применяемые в качестве источников питания, аналогичны аккумуляторам, но, в отличие от последних "катодное" и "анодное" вещества для извлечения электрической энергии из химической непрерывно подаются к емкости с электролитом, где и происходят окислительно-восстановительные процессы. Топливные элементы характеризуются большой удельной емкостью (до 1 кВт·ч/кг), большой плотностью тока на единицу поверхности электрода — до 5 кА/м^2, и большим КПД преобразования химической энергии в электрическую — до 60—70%. Мощность, реализуемая в СЭП с топливными элементами, достигает 1—2 кВт [1]. В настоящее время реализуются элементы со сроком службы до нескольких месяцев. В качестве топлива применяются водород, углеводороды, спирт, гидразин, в качестве окислителя — кислород, двуокись азота и т.д., т.е. в принципе те же компоненты, что и у топлива для двигательных установок ракет-носителей.

ЭДС одного элемента — около 1 В. Наличие взрывоопасных веществ, а также необходимость их хранения в больших объемах при длительной работе являются недостатками топливных элементов.

3. *Солнечные батареи* (СБ). Наибольшее распространение в космической технике получили фотоэлектрические генераторы (солнечные батареи), в которых энергия солнечного излучения преобразуется в электрическую при внутреннем фотоэффекте в полупроводнике. Чаще всего применяются элементы с *p—n*-переходом, образованным диффузией *n*-фосфора (донорная примесь) на глубину 0,15—0,5 мкм в *p*-кристалле кремния толщиной не более 0,4 мм. В результате диффузии электронов в *p*-область и дырок — в *n*-область в полупроводнике возникает *p—n*-переход с собственным электрическим полем. При облучении передней поверхности кристалла излучением с длиной волны меньше пороговой (для кремния λ_{max} =

= 1,1 мкм) освобожденные электроны дрейфуют к n-слою, а дырки — к p-области, на противоположных сторонах кристалла возникает разность потенциалов и во внешней цепи появляется ток.

Размеры одного солнечного элемента составляют 2–12 см^2, ЭДС — до 1 В [2]. КПД преобразования солнечной энергии в электрическую у солнечных батарей достигает ~10%, что обеспечивает удельную мощность до 100 Вт/м^2, а на одной панели СБ может располагаться до 80 000 элементов. Так, СБ площадью 60 м^2, устанавливаемые на ОКС "Салют", обеспечивают мощность электропитания в 4 кВт [29].

Освещенность СБ зависит от угла падения лучей пропорционально $\cos\varphi$ (φ — угол падения), и для получения максимальной мощности на КА, не ориентированных на Солнце постоянно, СБ снабжаются системой слежения, которая устанавливает панели СБ под наименьшими углами падения при любой ориентации объекта. Если такая система отсутствует, то обычно выбирается режим наблюдений, в котором углы падения солнечного излучения на батареи не превышают 15–20°.

Солнечные батареи в настоящее время являются основными источниками электроэнергии у околоземных спутников и аппаратов для исследований планет Солнечной системы со сроком службы до нескольких лет.

4. *Радиоизотопные генераторы.* Во время полетов к внешним планетам вследствие малой эффективности СБ используются радиоизотопные генераторы. Достоинствами их являются длительный (до десятков лет) срок службы, отсутствие требований к ориентации, нечувствительность к внешней радиации, высокие надежность и удельная мощность (до 50 Вт/кг).

В радиоизотопных генераторах энергия радиоактивного распада превращается в тепло. Для ^{238}Pu с периодом полураспада $t_{1/2}$, равным 86,4 года, ^{147}Pm ($t_{1/2}$ = 2,6 лет) и ^{137}Cs ($t_{1/2}$ = 33 года) удельная мощность выделяемой тепловой энергии составляет 0,2–0,5 Вт/г. Теплота превращается в электрический ток в термоэлектрических генераторах, основанных на появлении ЭДС в месте контактов различных металлов или полупроводников, если контакты поддерживаются при разных температурах. КПД термоэлектрических генераторов составляет 5–10%.

В КА "Вояджер", предназначенных для исследований Юпитера и Сатурна, использовались 3 радиоизотопных плутониевых генератора, выделявших по 7200 Вт тепловой энергии, преобразуемой затем в 390 Вт электрической энергии (в каждом генераторе).

Определенные трудности при использовании изотопных источников энергии представляют радиоактивное излучение и высокие температуры. Например, для уменьшения радиации генераторы окружаются защитой, которая составляет до 80% массы всей установки, и укрепляются вдали от основных приборов КА на длинных фермах (см. рис. 30 на стр. 76).

§ 2. Системы терморегулирования (СТР)

Научные приборы работают в разнообразных температурных режимах. Наряду с детекторами, работающими в открытом космосе и не нуждающимися в особой регулировке температуры (как например, радиоастрономические антенны), блоки электроники обычно работоспособны в интервале температур 0–40° С. Требования качества оптических поверхностей телескопов и взаимного расположения оптических элементов ограничивают разброс температур вокруг заданного значения от ± 0°,5 до нескольких градусов. Полупроводниковые детекторы инфракрасной и рентгеновской астрономии достигают необходимого уровня чувствительности только

при температурах ниже -50°C, а некоторые кристаллы требуют охлаждения до температур кипения жидкого гелия (2–4 K). В зависимости от этих требований способы терморегулирования также весьма разнообразны. В более общем виде терморегулирование в применении к научной аппаратуре может быть сформулировано как комплекс мер, обеспечивающих функционирование каждого блока аппаратуры в заданном температурном режиме для выполнения научных задач эксперимента.

Важность и трудности обеспечения заданного теплового режима растут с увеличением длительности экспериментов. В ракетных наблюдениях чаще всего для сохранения заданной температуры достаточно термостатировать аппаратуру вплоть до момента пуска. Хотя на активном участке полета крышка обтекателя, закрывающая аппаратуру, разогревается при трении о воздух, из-за малого времени от момента старта до сброса обтекателя аппаратура не успевает нагреться.

При баллонных наблюдениях серьезную опасность для качества изображения представляют конвективные потоки нагретого воздуха, так как начальная температура телескопа около 20°C, а температура атмосферы на высоте 10–40 км — порядка $-40 \div -50^\circ$C. Поэтому для уменьшения этого эффекта перед наблюдениями телескопы охлаждают до высотных температур.

Терморегулирование КА проводится подводом и отводом тепловой энергии от заданных блоков аппаратуры.

Для любого блока, устройства и КА в целом справедливо соотношение

$$Cm\frac{dT}{dt} = qS, \tag{1.1}$$

где C — теплоемкость, m — масса, S — площадь, T — температура элемента и q — суммарный подводимый или отводимый удельный поток энергии. Передача тепла производится конвекцией, лучистым переносом или теплопроводностью. В равновесных условиях $q = 0$ и $T = \text{const}$. В общем случае используемые типы систем терморегулирования (СТР) можно разделить на пассивные и активные.

1. *Пассивные СТР.* Данный вид СТР характеризуется отсутствием на борту специальных механических и электрических устройств, регулирующих температуру телескопа или его частей с использованием веществ — теплоносителей — и с затратами электроэнергии для этого. Для пассивного терморегулирования широко используются внешние тепловые потоки (например, от Солнца), отвод энергии излучением с частей КА, не обращенных к Солнцу, а также соответствующая ориентация КА на орбите и сама ориентация орбиты.

Спутник, находящийся на орбите вокруг Земли, в общем случае поглощает солнечную энергию с коэффициентом поглощения κ и излучает ее в открытое пространство (только лучистой электропроводностью) с коэффициентом излучения ϵ. Тогда, если спутник имеет сферическую форму с радиусом R, то можно записать:

$$\epsilon\sigma T^4 \cdot 4\pi R^2 = \kappa\pi R^2 q_\odot, \tag{1.2}$$

и стационарная температура на дневной стороне орбиты:

$$T = \left(\frac{\kappa q_\odot}{4\epsilon\sigma}\right)^{1/4} \sim 300\ \text{K} \tag{1.3}$$

при $\kappa/\epsilon = 1$. В (1.2) и (1.3) σ — постоянная Стефана — Больцмана.

Кроме потока от Солнца, спутник освещается отраженным от Земли солнечным излучением ($\sim$800 Вт/м^2 на высоте 300 км) и тепловым излучением Земли с эффективной температурой 280 К (при сплошной облачности температура облаков $\sim$220 К). Все эти потоки падают на соответствующие мидельные поверхности КА (миделем называется площадь проекции КА на плоскость, перпендикулярную данному направлению). Находясь в тени Земли, спутник охлаждается, так что температура на внешних поверхностях низкоорбитального спутника обычно колеблется в пределах 250—300 К.

Кроме того, во всех электронных приборах бо́льшая часть электроэнергии ($\sim$95%) в конечном счете переходит в тепло, и рациональным расположением аппаратуры на корпусе КА можно уменьшить амплитуду колебаний температуры до $\sim 10^\circ$.

Выбор оптических характеристик покрытий. Регулирование температуры с помощью покрытий с заданными коэффициентами поглощения κ и излучения ϵ широко применяется при конструировании приборов для внеатмосферных наблюдений, например, в тех случаях, когда требуется относительно более высокая температура какого-либо блока по сравнению с окружающими элементами. В частности, такой режим очень важен для зеркал телескопов, так как в результате газовыделения с окружающих металлических и пластиковых элементов при охлаждении зеркал (например, на теневом участке орбиты) падает давление насыщенных газов ($p_{\rm H} \propto \exp(T)$) и газы конденсируются на поверхности зеркала, что весьма нежелательно. Для прозрачных материалов (стекло, кварц) отношение κ/ϵ мало (0,01—0,2), т.е. температура оптики ниже, чем у окружающих металлических конструкций, для которых $\kappa/\epsilon = 1 \div 5$. Для повышения температуры зеркал к ним или прикрепляются нагреватели, или же, как в случае солнечного телескопа ОСТ на ОКС "Салют-4", зеркала алюминируются со всех сторон. В зеркалах телескопа ОСТ была достигнута величина $\kappa/\epsilon = 2{,}5$, что обеспечило температуру зеркал на несколько десятков градусов выше, чем окружающей теплоизоляции [3].

Применение тепловой изоляции. Эффективным способом уменьшения колебаний температуры внутри какого-либо отсека КА (например, при периодических прохождениях освещенных и теневых участков орбиты) является покрытие его снаружи экрано-вакуумной тепловой изоляцией (ЭВТИ). ЭВТИ представляет собой многослойное (10—30 слоев на толщине в 1 см) покрытие из алюминированной полиэтилентерефталатной пленки. При этом процесс передачи тепла внутри ЭВТИ идет в основном лучистым теплообменом, а так как коэффициент излучения ϵ у алюминированной поверхности мал, то тепловое сопротивление ЭВТИ в десятки — сотни раз больше, чем корпуса КА. В настоящее время практически всегда трубы телескопов и другие блоки, для которых нужна стабилизация температуры до нескольких градусов, закрываются многослойной ЭВТИ.

Создание "тепловых мостов", т.е. подвод и отвод тепла через материалы с высокой теплопроводностью (медь, серебро, алюминий и т.д.). Так, элемент, находящийся в фокусе светосильного солнечного телескопа, при длительных наблюдениях Солнца может разогреться до весьма высоких температур. Для предотвращения этого, например, в баллонном телескопе "Стратоскоп-1" вторичное зеркало было укреплено на толстом медном брусе, отводящем тепло для рассеивания на конструкциях большой площади.

Отвод солнечного излучения специальными экранами. В спектрогелиометре крайней ультрафиолетовой области ОКС "Скайлэб" для борьбы с нагревом щечки щели спектрографа (находившейся в фокальной плоскости) были сделаны зеркальными, так что тепловой поток от Солнца отражался на дополнительное зеркало и выводился последним из инструмента в открытое пространство. Перед H_α-телескопами станции "Скайлэб" был установлен фильтр с покрытием, отражавшим излучение с длиной волны $\lambda > 3900$ Å и уменьшавшим тепловой поток, попадающий внутрь прибора, с 50 до 2,5 Вт. Такой метод довольно часто применяется для отвода лишнего теплового потока от инструмента.

Использование радиаторов. Для теплоотвода лучистым теплообменом на теневой стороне КА часто устанавливаются радиаторы с большой поверхностной площадью, изготовляемые из веществ с большим отношением теплопроводности к плотности (Al, Mg), которые могут снизить температуру на поверхности до ~100 К.

2. *Активные СТР.* Системы, которые автоматически, по радиокомандам, или с помощью экипажа регулируют температуру отдельных узлов во время полета, называются активными СТР. Активные системы применяются, во-первых, когда требования к температурной стабильности высоки (до $\pm$ 0°,5 С), или когда необходимо глубокое охлаждение каких-либо блоков ниже ~100 К, недостижимое с помощью пассивных систем (радиаторы обеспечивают понижение температуры до 100 К при отводимых тепловых потоках менее 0,1 Вт).

Активные системы СТР подразумевают наличие хладоагента, т.е. вещества с высокой теплоемкостью, которым переносится тепловая энергия от одних частей КА к другим для нагрева или охлаждения. При этом могут использоваться устройства как с расходуемым, так и с сохраняемым хладоагентом (системы с разомкнутым или замкнутым циклами) [1].

Циркуляционные системы. В герметичных отсеках КА охлаждение нагревающихся блоков проводится обдувом с помощью вентиляторов. Горячий воздух охлаждается, соприкасаясь с холодным материалом обшивки спутника, находящегося в тени. В жидкостных контурах теплоотвод проводится циркуляцией жидкого хладоагента по замкнутым трубопроводам, проходящим через охлаждаемые устройства и под поверхностью радиатора.

Перенос тепла может осуществляться и парами жидкости. По этому принципу действуют тепловые трубки, содержащие жидкий теплоноситель, при нагреве одного конца которых образующийся пар из-за разности давлений перемещается к другому концу, где при охлаждении конденсируется. Образовавшаяся жидкость возвращается на прежнее место по капиллярной структуре внутри трубки [1].

Тепловые аккумуляторы. Если наблюдения проходят на циклически меняющихся участках нагрева и охлаждения (например, на низких околоземных орбитах), широко применяются тепловые аккумуляторы, накапливающие энергию при поступлении внешних потоков тепла, и отдающие ее при охлаждении. В качестве материала аккумулятора используются вещества с большой скрытой теплотой плавления и подходящей температурой плавления $T_{\text{пл}}$ (например, хлорид фосфония PH_4Cl с $Q_{\text{пл}} = 7{,}5 \cdot 10^5$ Дж/кг и $T_{\text{пл}} = 30°$ С). Для аккумуляции и отдачи энергии могут применяться и обратимые химические реакции с поглощением и выделением тепла; при этом величина аккумулируемой энергии на единицу веса достигает 10^7 Дж/кг.

Холодильные машины. Механические холодильные машины замкнутого цикла отбирают тепло от заданного элемента и сбрасывают во внешнюю среду через радиатор. Они применяются, когда во время наблюдений требуется охлаждение до криогенных температур $T \leqslant 50$ К. Достоинствами холодильных машин являются относительно быстрое охлаждение внутреннего объема до заданной температуры, полная автономность в работе, отсутствие быстро расходуемых веществ и в связи с этим длительное (до нескольких лет) функционирование на орбите без дозаправки, а также возможность включения (и охлаждения заданного элемента) только на время проведения наблюдений. В космосе впервые холодильная машина была использована на ОКС "Салют-6" для охлаждения приемников субмиллиметрового телескопа БСТ-1М [4]. Вместе с тем имеются и недостатки, весьма ограничивающие применение холодильных машин:

— большие затраты энергии и большой вес — так, холодильная машина субмиллиметрового телескопа БСТ-1М на ОКС "Салют-6" обеспечивала отвод 0,5 Вт тепла с приемника излучения, находящегося при температуре ~ 4 К, потребляя мощность в 1,5 кВт при весе машины в 130 кг;

— сложность конструкции и необходимость самой тщательной балансировки;

— вынужденная необходимость функционирования *только* в циклическом режиме и невозможность постоянного поддержания при низкой температуре ограничивает использование некоторых типов приемников излучения;

— кроме того, для предотвращения вибраций требуется тщательное динамическое уравновешивание движущихся частей машины. Поэтому холодильные машины применяются в основном в самолетных экспериментах.

Бортовые криостаты. В системах открытого цикла тепло отбирается при фазовых превращениях теплоносителя — испарении, сублимации — и затем сбрасывается в открытое пространство вместе с хладоагентом. Так как во время работы рабочее тепло (охладитель) расходуется, срок службы таких систем ограничен взятым на борт запасом твердых или жидких криогенных веществ.

При использовании жидких охладителей (например, в криостатах с жидким гелием) на КА возникают проблемы разделения жидкой и газообразной фаз в криостате (так как в невесомости свободное вытекание жидкости из дроссельного отверстия криостата ведет к непроизводительному расходу рабочего тела), борьбы с ударными перегрузками, поддержания заданного давления газа и т.д., вследствие чего хотя они и применялись в ряде экспериментов (например на спутнике "Космос-669" [5]), но пока не получили большого распространения.

Более широко используются криостаты, в которых на основе сублимации твердых веществ достигаются температуры в 43 К (азот), 120 К (CO_2), 150 К (аммиак).

Достоинствами сублимационных криостатов являются отсутствие разделителя фаз, значительно меньшая, чем у жидкостей, чувствительность к переменным перегрузкам (во время участка выведения и динамических операций на орбите), а также большая скрытая теплота сублимации, что значительно увеличивает срок работы криостата при том же весе. Величина скрытой теплоты сублимации у аммиака составляет 1600 Дж/см^3, 1000 Дж/см^3 у окиси углерода, 300 Дж/см^3 у азота (у жидкого гелия — около 2,5 Дж/см^3). Длительность работы сублимационных криостатов в космосе достигает одного года при холодопроизводительности около 0,1 Вт и запасе охладителя в 50 кг.

§ 3. Радиотелеметрическая система (РТС)

РТС представляет собой совокупность приборов и устройств, с помощью которых обеспечивается передача измеряемых величин по радиоканалам и прием информации на наземных измерительных пунктах (НИПах) и кораблях системы космической связи. Естественным образом РТС разделяется на бортовую и наземную части. В первую из них входят преобразователи сигналов к стандартному виду, кодирующие устройства, коммутаторы, бортовые записывающие устройства и системы хранения информации, а также электронные блоки и антенна передатчика телеметрической информации. По виду передаваемых данных РТС разделяются на научные и служебные. Последние осуществляют передачу сведений о работе всех без исключения систем КА (в том числе и самой РТС) для оценки их работоспособности, определения качества получаемых научных данных и решения на основе этой информации задач управления полетом.

1. *Уравнение дальности радиосвязи.* Качество принятой на Земле телеметрической информации и скорость передачи данных определяется в значительной мере шумами в радиолинии, поэтому отношение сигнал/шум является важнейшим параметром, по которому оценивается работа РТС. При передаче сигналов через бортовую антенну мощностью $W_б$ с коэффициентом усиления $G_б$ на расстояние r от КА до НИПа мощность принятого сигнала определяется выражением

$$W_п = \frac{W_б G_б S_{эфф}}{4\pi r^2 L_0} \text{ Вт}; \qquad (1.4)$$

$S_{эфф}$ — эффективная площадь приемной антенны, $S_{эфф} = \lambda^2 G_п/4\pi$, λ — длина волны радиолинии, $G_п$ — коэффициент усиления приемной антенны. В формуле (1.4) величина L_0 учитывает потери сигнала при прохождении ионосферы и атмосферы Земли, а также потери в антенно-фидерном тракте приемной антенны.

На входе приемника при отсутствии полезного сигнала мощность шума записывается так:

$$W_ш = kT_ш \Delta f \text{ Вт}, \qquad (1.5)$$

где k — постоянная Больцмана, равная $1,4 \cdot 10^{-23}$ Дж/К, $T_ш$ — суммарная эквивалентная температура шумов (внутренних и внешних), Δf — полоса приема. Для современных приемников шумовая температура составляет несколько градусов, но уровень излучения атмосферы Земли и дискретных источников на небе, попадающего в основной или боковые лепестки антенны, может составлять сотни градусов по яркостной температуре.

Таким образом отношение сигнал/шум может быть записано следующим образом:

$$\frac{S}{N} = \frac{W_п}{W_ш} = \frac{W_б G_б G_п \lambda^2}{(4\pi)^2 L_0 k T_ш \Delta f}. \qquad (1.6)$$

Уравнение (1.6) является одной из форм уравнения дальности радиосвязи. Из уравнения видно, какие должны быть приняты меры для сохранения величины S/N на возможно более высоком уровне.

Диаметр остронаправленных параболических антенн современных АМС достигает порядка 3м, а площадь приемных антенн на Земле — 3000 — 4000 м^2, мощность бортовых передатчиков доходит до десятков ватт. Обычно для достоверной передачи сообщений требуется отношение S/N

больше 10. С учетом помехоустойчивости и помехозащищенности наиболее удобными для работы систем РТС являются частоты в диапазоне от 100 МГц до 10 ГГц. Именно в этой области радиоволн располагаются участки, выделенные для космической радиосвязи [6]. Поскольку радиосвязь осуществляется на высоких частотах, а спектр сигналов, снимаемых с датчиков, в большинстве случаев низкочастотный, на пути к передатчику проводится двойная или тройная модуляция сигналов на разных несущих частотах.

2. *Аналоговые и цифровые методы передачи информации.* В настоящее время существуют два метода передачи данных — аналоговый и цифровой. При аналоговой передаче выходной (передаваемый) сигнал в общем случае в любой момент времени является точным аналогом входного параметра (какого-либо сигнала с бортовой аппаратуры) и повторяет все изменения последнего. При цифровом методе передачи вся шкала возможных значений входной величины разбивается на ряд дискретных уровней так, что изменения сигнала в пределах разницы между соседними уровнями теряются. При этом текущие значения параметра передаются набором импульсов (например, двоичным кодом), следующим через определенные промежутки времени, т.е. происходит квантование сигнала по амплитуде и по времени. Соответственно различают аналоговые и цифровые РТС.

В цифровых РТС весь диапазон возможных значений сигнала разбивается на $M = a^k - 1$ уровней, где a — основание кода, k — его разрядность. При байтовой структуре слов $a = 2$, $k = 8$ и $M = 255$. Величина M определяет и точность передачи сигнала при кодировании. В данном случае точность составляет ± 0,2%. Среднеквадратичная ошибка квантования составляет [7]

$$\sigma_{\text{кв}} = \frac{U_{\max}}{2\sqrt{3}M}\ \text{В}, \tag{1.7}$$

где $U_{\max}$ — максимальное отклонение амплитуды сигнала. По современным стандартам уровни сигналов для передачи на телеметрию должны находиться в пределах $0 \div 6$ В.

Цифровой метод передачи основан на кодово-импульсной модуляции сигнала (см. ниже), а цифровые РТС вследствие их преимуществ, о которых также будет рассказано ниже, находят все большее распространение в системах космической связи.

3. *Виды модуляции сигналов.* Вообще в РТС применяются несколько видов модуляции сигналов. При амплитудной модуляции (АМ) амплитуда колебаний на частоте модуляции пропорциональна уровню модулирующего сигнала. В процессе частотной модуляции (ЧМ) отклонение несущей частоты от некоторого заданного значения соответствует уровню выходного сигнала с прибора. Фазовая модуляция (ФМ) осуществляется, когда однозначно связаны между собой изменения амплитуды сигнала и фазы несущей частоты.

В отличие от систем с АМ, ЧМ и ФМ, где преобразование сигналов ведется непрерывно, различные виды импульсной модуляции связаны с дискретизацией входного сигнала по времени; отбираются только те значения, которые передаваемый параметр имел в равноотстоящих промежутках времени (этот промежуток называется периодом опроса). При этом на выходе прибора, осуществляющего модуляцию, после каждого опроса появляются один или несколько импульсов, параметры которых связаны с величиной входного сигнала в момент опроса. При амплитудно-импульсной модуляции (АИМ) уровень входного сигнала определяет

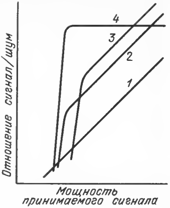


Рис. 3. Отношение сигнал/шум в зависимости от мощности принимаемого сигнала. *1* — АМ, *2* — узкополосная ЧМ, *3* — широкополосная ЧМ, *4* — КИМ.

амплитуду выходного импульса, при широтно-импульсной модуляции (ШИМ) — ширину последнего. При кодово-импульсной модуляции (КИМ) входной сигнал преобразуется в последовательность из нескольких стандартных импульсов, следующих через равные промежутки времени (общая длина группы импульсов должна быть меньше времени опроса).

Вид применяемой в РТС модуляции определяется многими факторами — объемом передаваемой информации, полосой частот, точностью передачи данных и т.д. В космической технике наибольшее распространение получила КИМ входных сигналов вследствие высокого эффективного отношения *S/N*, надежности, а также возможности непосредственного ввода данных, если они представляют собой двоичный код, в наземные ЭВМ. Преимуществами КИМ являются также меньшее количество ошибок, возможность их быстрого выявления, отсутствие накопления ошибок в процессе передачи данных, более узкая полоса модулирующих частот, высокая помехоустойчивость.

4. *Информационные характеристики РТС.* Отношение *S/N* при различных видах модуляции входного сигнала качественно изображено на рис. 3, из которого видно, что при малых мощностях, принимаемых антенной, КИМ обеспечивает наибольшее отношение сигнал/шум и, следовательно, наибольшую помехоустойчивость [7].

Важнейший параметр РТС — скорость передачи информации по радиоканалу — определяется из формулы, полученной Шэнноном:

$$b = \Delta f \log_2\left(1 + \frac{S}{N}\right) \text{бит/с}. \qquad (1.8)$$

Современные РТС реализуют скорости до ~ 1 Мбит/с. При этом наибольшее значение *S/N* и, следовательно, скорости передачи информации имеет КИМ с синхронизацией.

В то же время, если передаваемый сигнал имеет спектр частот от 0 до Δf_c Гц, то для его передачи без искажений при дискретизации по времени нужна полоса частот $\geqslant 2\Delta f_c$, а величина периода опроса Δt должна удовлетворять отношению (теорема Котельникова):

$$\Delta t \leqslant \frac{1}{2\Delta f_c} \text{c}. \qquad (1.9)$$

При КИМ ширина полосы частот для передачи всего спектра сигнала составляет $\Delta f_{КИМ} = 2k\Delta f_c$, т.е. в k раз больше полосы частот самого сигнала.

С отношением *S/N* связана и вероятность ошибочной передачи символов, что имеет важное значение при оценке как научных результатов, так и работы служебных систем КА. Вероятность ошибки в передаваемом

слове из k бит — P_k — связана с вероятностью ошибки в одном символе P выражением

$$P_k = 1 - (1 - P_1)^k. \quad (1.10)$$

При $P_1 \ll 0{,}1$ $P_k \approx kP_1$.

Для основного вида КИМ отношению $S/N = 3$ соответствует $P_1 = 0{,}2$, при $S/N = 10$ $P_1 = 10^{-3}$, т.е. $P_k \sim 10^{-2}$, что вообще говоря, весьма велико.

Дополнительное кодирование информации позволяет уменьшить вероятность ошибки на несколько порядков. Такая модуляция носит название "кодированной КИМ".

5. *Методы разделения каналов.* Обычно по одному радиоканалу передаются данные всех телеизмерений. Для реализации этого применяется частотное или временное разделение каналов. При частотном разделении каждому каналу соответствует своя частота модуляции и соответствующие полосы несущих частот не перекрываются. Во время обработки информации на Земле каналы выделяются фильтрами, настроенными на различные несущие частоты.

Временное разделение каналов проводится с помощью циклических коммутаторов, которые при каждом опросе подсоединяют вход кодирующего устройства к выходам разных датчиков. После опроса всех каналов начинается новый цикл с такой же последовательностью. На Земле в таком же порядке проводится декоммутация сигналов. При временном методе разделения каналов должно быть обеспечено синхронное движение коммутаторов в бортовой и наземной частях РТС для опознавания сигналов от разных датчиков. Для этого в РТС поступают так называемые "синхроимпульсы", и соответствующий вид модуляции носит название "КИМ с синхронизацией". Преимуществом ее является, кроме всего прочего, снижение помех при приеме ТМ-информации, и соответствующее уменьшение минимально возможного уровня сигнала на приемной антенне.

Для большинства КА сеансы связи, а значит и приема ТМ-информации проводятся только в зоне видимости объекта с данного НИПа. В этом случае для хранения информации, полученной между сеансами, на борту имеется записывающее устройство (ЗУ) с регистрацией на магнитную ленту. Во время сеанса связи информация с ЗУ сбрасывается на НИП со скоростью, в десятки — сотни раз превышающей скорость записи, и ЗУ вновь подготавливается к работе. Емкость современных ЗУ составляет до 10^7— 10^8 бит.

Если прием научной информации в сеансе связи производится непосредственно через бортовой передатчик, т.е. минуя ЗУ, то такой режим работы носит название "режима непосредственной передачи". При этом возможна частота опроса в сотни раз выше, чем при работе ЗУ.

6. *Командная радиолиния.* В РТС КА входит и командная радиолиния (КРЛ), по которой с НИПов на борт передаются команды управления, ориентации, переключения режимов работы, включения и выключения различных систем КА. КРЛ является составной частью общей схемы управления КА, заключающейся в приеме и анализе в Центре управления полетом (ЦУП) информации о состоянии бортовых систем, выборе команд для обеспечения работы аппаратуры в заданных режимах, передаче командных сообщений на борт КА и получении подтверждений о исполнении команд.

В процессе автономной работы на орбите участвуют БЦВМ и программно-временные устройства (ПВУ). Если в ПВУ принятые в сеансе связи

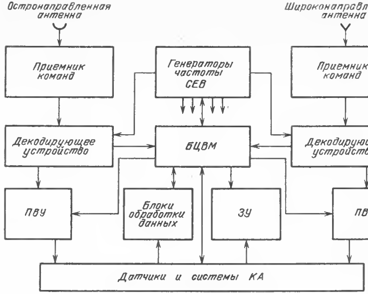


Рис. 4. Схема бортовой части КРЛ.

команды хранятся до момента исполнения, то в БЦВМ по сигналам с датчиков могут оперативно вырабатываться сигналы управления.

Примерный вид бортовой части КРЛ показан на рис. 4 [7]. Обычно на борту КА имеются две приемные антенны КРЛ — всенаправленная и остронаправленная. При этом антенна с широкой диаграммой направленности используется в начале сеанса связи для обнаружения, опознавания КА и установления связи. Кроме того, через эту антенну передаются команды в аварийном режиме при потере ориентации КА. После ориентации остронаправленной атенны КА на передатчик НИПа через нее на борт транслируются команды. При этом обеспечивается передача большего (по сравнению с всенаправленной антенной) объема данных. Общее число используемых с одним КА команд может достигать нескольких тысяч.

7. *Система единого времени.* При синхронизации передачи и приема кодированных сообщений необходима точность счета времени до нескольких микросекунд. В этом случае становятся существенными доплеровский сдвиг моментов прихода сигналов, вызванных движением КА по орбите относительно наземной антенны, а также запаздывание сигналов при прохождении атмосферных и ионосферных слоев. Необходимо учитывать и конечную скорость распространения сигналов в электронных блоках. Перечисленные факторы, а также задачи нахождения моментов времени для исполнения принятых в сеансе связи команд и привязки научных данных по времени обусловливают наличие на борту высокостабильных генераторов для выработки временных меток и счета времени. Генераторы вместе с эталонами частоты в ЦУПе и на НИПах входят в систему единого времени (СЕВ).

В качестве бортовых генераторов используются кварцевые стандарты частоты со стабильностью около 10^{-10}. У цезиевых генераторов относительная ошибка в определении времени может достигать 10^{-11} и у водородных — до 10^{-13}.

В системе единого времени периодически проводится сверка генераторов времени, установленных на НИПах, с сигналами от эталона времени ЦУП, и бортовых генераторов — с сигналами точного времени, принимаемыми в сеансах связи с НИПами. Метки времени бортовых часов записываются в ЗУ во время работы аппаратуры или передаются непосредственно на Землю по телеметрическим радиоканалам. В процессе приема информации на НИПе также регистрируются сигналы от эталонов времени. По сигналам от бортовых и наземных часов в современных СЕВ реализуется привязка событий по времени с точностью до миллисекунд.

§ 4. Системы ориентации и стабилизации

В процессе астрономических наблюдений поле зрения телескопа должно быть ориентировано в заданном направлении или перемещаться по небесной сфере по определенному закону, т.е., как говорят, должна быть построена заданная ориентация инструмента. Процесс же ликвидации возникающих отклонений от заданной ориентации называется стабилизацией. В большинстве случаев наблюдения проводятся в нескольких основных режимах:

— направление оси телескопа в заданную точку неба (на наблюдаемый источник) и поддержание этой ориентации в течение заданного времени с необходимой точностью (режим наведения или режим трехосной инерциальной стабилизации);

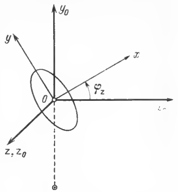
— периодическое отклонение поля зрения инструмента на заданный угол от направления на исследуемый объект с последующим возвратом (качание); этот режим наблюдений применяется, в частности, для измерения фонового потока;

— движение поля зрения по заданному закону с выбранной угловой скоростью, например, по большим или малым кругам небесной сферы (режим сканирования).

Управление ориентацией, т.е. выполнение программных разворотов на заданные углы и поддержание заданного положения оси прибора (стабилизация) с нужной точностью выполняют системы ориентации и стабилизации. При этом возможны как развороты только самого аппарата, на котором установлен телескоп (в случае жесткого крепления последнего), так и использование дополнительных систем, управляющих движением телескопа (или отдельных его частей) относительно КА. Диапазон требований к стабилизации инструмента при внеатмосферных наблюдениях весьма широк — иногда используются неориентированные спутники, и в этом случае поле зрения телескопа неупорядоченно сканирует небесную сферу. В то же время при наблюдениях (особенно спектрометрических) с большими инструментами требуется точность стабилизации до 0",1. Так как системы ориентации КА не обеспечивают такой точности, то в этом случае и приходится проводить "тонкое гидирование" самим инструментом (например, с помощью подвижных зеркал). Такая методика стабилизации в настоящее время реализуется, например, на всех космических телескопах оптического и ультрафиолетового диапазона с апертурой более нескольких десятков сантиметров. В рентгеновских же телескопах современные требования к точности стабилизации составляют десятки секунд дуги, а гамма-телескопы должны стабилизироваться с точностью до нескольких угловых минут.

Разнообразие требований к ориентации КА обусловило широкий спектр способов управления ориентацией и стабилизацией. Прежде всего, любая

Рис. 5. Образование гравитационного момента $0x_0\, y_0\, z_0$ — орбитальная система координат, $0xyz$ — система, совпадающая с главными осями инерции, 0 — центр масс системы.



такая система должна опознавать какие-то выделенные направления в пространстве, от которых в дальнейшем ведется отсчет углов (системы координат), и способы ориентации можно разделить по тому, какие направления выбраны за опорные. Это может быть направление на Солнце (одноосная солнечная ориентация) и выбранную яркую звезду (трехосная солнечно-звездная ориентация) или направления на две или больше опорных звезд (звездная ориентация). Наконец, отсчет углов может производиться от осей вращения гироскопов или от осей гиростабилизированной платформы (такая система ориентации часто используется при ракетных, баллонных и самолетных наблюдениях). Во вращающейся системе координат, связанной с орбитой, часто ориентируются спутники, находящиеся на околоземной орбите, близкой к круговой — такая система называется орбитальной. В этой системе ось Oy_0 соединяет центр Земли с центром масс спутника, ось Ox_0 перпендикулярна к ней и направлена по вектору скорости в плоскости орбиты, ось Oz_0 дополняет систему до правой (рис. 5).

Системы ориентации можно также подразделить на активные и пассивные. В пассивных системах объект стабилизуется под воздействием моментов, создаваемых внешними силами — например, гравитационной, силой аэродинамического сопротивления верхней атмосферы Земли, давлением солнечного излучения — и для поддержания данной ориентации (по направлению к центру Земли, по вектору скорости КА, на Солнце) можно не расходовать энергию систем самого КА.

К активным системам ориентации относятся такие, в которых управление положением КА в пространстве производится исполнительными органами — реактивными движками, тяжелыми маховиками — самого КА, т.е. с приложением внутренних сил. Активные системы имеют гораздо больше возможностей для разворотов и стабилизации КА в любом заданном направлении и за значительно более короткое время, чем пассивные системы. Но на поддержание заданного режима ориентации при этом затрачивается энергия (или электроэнергия, идущая на раскрутку маховиков, или энергия рабочего тела — газа, истекающего из реактивных движков). Кроме того, при быстром наборе угловой скорости появляются значительные ускорения, а газ, выброшенный из сопел, загрязняет атмосферу вокруг КА, что иногда нежелательно. Эти и некоторые другие недостатки в той или иной степени могут быть уменьшены применением комбинированных систем ориентации, в которых управление разворотом КА идет с применением как внешних, так и внутренних сил.

В зависимости от требуемой точности ориентации и стабилизации, технических параметров систем КА, научных задач эксперимента и программы наблюдений различные системы ориентации могут включаться последовательно — от более грубых до более точных, с применением на конечном этапе системы гидирования, расположенной внутри самого инструмента,

в том числе и с использованием части потока от исследуемого источника излучения.

1. *Пассивная ориентация высотных баллонов*. Выделенное направление — по вектору силы тяжести — всегда присутствует при аэростатных наблюдениях. На больших высотах гондола с инструментом и аэростат раскачиваются вокруг общего центра масс с амплитудой, меньшей 1′, и периодом около 15 с [28]. Существует и другой вид колебаний — двойная маятниковая мода — качание гондолы вокруг своего центра масс с периодом 0,5 — 1 с. Если отсутствует активное управление ориентацией, система аэростат — гондола может также свободно вращаться вокруг направления в зенит. В частности, в процессе подъема гондола вместе с аэростатом приходит во вращение с периодом в 5—10 мин. Если ось телескопа, расположенного в гондоле, отклонена от вертикали на известный угол, то для определения азимута оси необходима информация с дополнительных датчиков, например, магнитометра (направление и величина магнитного поля Земли в данном месте всегда хорошо известны), звездного датчика и т.д.

2. *Гравитационная стабилизация КА*. Гравитационная стабилизация спутников возможна вследствие того, что у любого материального тела, находящегося на орбите, сила притяжения, действующая на элементарный объем dm, в точности равна центростремительной только на сферической поверхности, проходящей через центр масс тела. Центр этой сферы совпадает с центром притяжения. Так как гравитационная сила обратно пропорциональна квадрату расстояния, то на части тела, лежащие выше или ниже радиуса орбиты R_0 (расстояния от центра масс спутника до центра притяжения), будут действовать неравные силы, стремящиеся развернуть тело вокруг центра масс. Результирующий момент определяется так:

$$\boldsymbol{P}_{\text{гр}} = \frac{\mu}{R_0^3} \int\limits_V [\boldsymbol{r} \times \boldsymbol{R}_0]\, dm, \tag{1.11}$$

где $\boldsymbol{R}_0$ и $\boldsymbol{r}$ — радиусы-векторы объема dm из центра притяжения и из центра масс; интеграл берется по всему объему тела. В формуле (1.11) μ — гравитационный параметр, $\mu = \gamma M$, где γ — универсальная постоянная тяготения, M — масса притягивающего центра.

Если ввести систему координат $Oxyz$ с началом в центре масс спутника и оси Ox, Oy и Oz направить вдоль главных осей инерции (см. рис. 5), то при совпадении осей Oz и Oz_0 величины проекций P_x, P_y, P_z гравитационного момента на оси эллипсоида инерции равны

$$\left.\begin{aligned} &P_x = 0, \quad P_y = 0, \\ &P_z = \frac{3}{2}\,\frac{\mu}{R_0^3}(I_y - I_x)\sin 2\varphi_z, \end{aligned}\right\} \tag{1.12}$$

где I_x и I_y — главные моменты инерции спутника, а φ_z — угол между осями Ox и Ox_0 (а также между Oy и Oy_0), т.е. гравитационный момент стремится вернуть спутник в такое положение, при котором направление минимального главного момента инерции совпадает с земной вертикалью. Анализ движений по двум другим осям приводит к выводу о том, что для устойчивого равновесия максимальный момент инерции должен быть направлен перпендикулярно плоскости орбиты (по оси Oz_0). Таким образом, гравитационная стабилизация обеспечивает ориентацию осей спутника по осям орбитальной системы координат. Маятниковые колебания КА приводят к тому, что точность гравитационной стабилизации ИСЗ на низких орбитах составляет 1—5°.

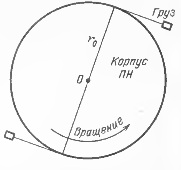


Рис. 6. Система "йо-йо".

3. *Стабилизация вращением.* Режим вращения часто используется для стабилизации КА после ориентации в нужном направлении. В этом случае инструмент, поле зрения которого совпадает с осью вращения, исследует одну область неба в течение длительного периода, а телескопы, ось которых отклонена от оси вращения, сканируют небесную сферу по малым или большому кругам. В частности, в таком режиме проводились наблюдения на советских станциях "Прогноз", АМС "Венера", "Марс", американских спутниках серий САС, ХЕАО и других. Этот режим является также наиболее естественным при проведении ракетных наблюдений — для обеспечения устойчивого полета на участке выведения ракета обычно приводится в быстрое вращение вокруг продольной оси. При стабилизации вращением используется тот факт, что у вращающегося вокруг одной из главных центральных осей тела закон изменения кинетического момента выражается формулой

$$\frac{dL}{dt} = P, \qquad (1.13)$$

где P — главный момент внешних сил. Так как $L = I\vec{\omega}$, где I — момент инерции относительно оси вращения, и ω — угловая скорость, то вектор $\vec{\omega}$ сохраняет свое значение и направление в пространстве, если он совпадает с одной из главных центральных осей инерции и при этом $P = 0$. Но, так как в реальных условиях ось $\vec{\omega}$ не совпадает в точности с главной осью инерции, то вследствие этого, а также влияния возмущающих моментов внешних сил ($P \neq 0$) ось вращения более или менее быстро уходит (дрейфует) от заданного направления.

Отметим одну особенность использования вращения при ракетных исследованиях, когда часто ставится задача осмотра полем зрения телескопа больших участков небесной сферы за короткое (~ 5—10 мин) время наблюдений. Эту задачу можно выполнить, если уменьшить высокую (на участке выведения) скорость вращения после отделения отсека полезной нагрузки от ракеты, и таким образом увеличить скорость дрейфа оси. При этом поле зрения телескопа, отклоненное от оси вращения, сканирует небесную сферу по спирали.

Для уменьшения величины ω в этом случае используется весьма простая система, получившая название "йо-йо" (рис. 6), когда на корпусе ПН закрепляются два грузика массой, значительно меньшей, чем масса инструмента. К грузикам прикреплена упругая проволока, намотанная на корпус. После отделения ПН от ракеты-носителя грузики освобождаются, и в результате их разлета начинается раскручивание проволоки. Поскольку система ПН + грузики является изолированной, ее кинетический момент сохраняется. Но момент инерции грузов растет вследствие удаления их от оси вращения, и скорость вращения ω уменьшается в несколько десятков раз за время порядка 1 с, что и обеспечивает дрейф оси для осмотра больших участков неба.

4. *Активные системы ориентации.* Управление ориентацией КА с помощью активных систем предполагает непременное наличие трех видов устройств:

— датчиков, с помощью которых выбирается базовая система координат, и от направления ее осей отсчитываются углы при разворотах, а также ведется контроль углов и угловых скоростей при ориентации, разворотах и стабилизации КА;

— исполнительных элементов, которые по командам производят развороты КА;

— логически преобразующих устройств или БЦВМ, включенных в контур управления.

Эти элементы, обрабатывая показания датчиков и сравнивая их с заданной программой наблюдений, выдают соответствующие команды и выполняют развороты. Функции управления и контроля на пилотируемых КА в той или иной степени могут выполняться космонавтами.

Для получения информации о взаимном положении осей базовой системы отсчета (на использовании которой построена данная система ориентации) и осями КА и телескопа могут использоваться датчики, которые постоянно удерживают данную ось базовой системы в центре своего поля зрения (так называемый нуль-метод измерения). В этом случае они должны устанавливаться на КА в кардановых подвесах и снабжаться автономными приводами. Аналогично датчики такого типа могут использоваться и для тонкого гидирования самого телескопа.

В другом случае датчик может давать информацию о направлении и величине отклонения выбранной оси от центра его поля зрения, или просто передавать значения координат и скорости движения по полю зрения какого-либо опорного объекта, например, яркой звезды.

М а г н и т о м е т р ы. В соответствии с разнообразием выбираемых базовых направлений существует несколько типов датчиков ориентации. Так, при баллонных исследованиях в качестве направления, от которого отсчитываются азимутальные углы, обычно выбирается направление вектора геомагнитного поля. Для этого в активную систему ориентации вводится магнитометр, измеряющий величины и знаки проекций вектора локального магнитного поля на оси координат, связанные с телескопом. Точность измерения углов при этом обычно составляет $\sim 1^\circ$. С аналогичной целью магнитометры устанавливаются и на ИСЗ.

Д а т ч и к и ИКВ. Для определения направления на центр Земли при наблюдениях с ИСЗ широко применяются датчики инфракрасной вертикали (ИКВ). Принцип их действия основан на том, что эффективная температура излучения верхней атмосферы Земли мало меняется в зависимости от времени суток и состояния облачности, в то время как эффективная температура излучения космического пространства значительно ниже — около 4 К. Следовательно, в диапазоне $\lambda \sim 1 - 20$ мкм Земля выглядит как очень яркий источник с примерно постоянной яркостью и резкой границей.

Возможно несколько подходов к построению датчиков ИКВ (см. рис. 7). Наибольшее распространение, вследствие простоты, надежности и отсутствия механических узлов, получила балансная схема, в которой ИКВ определяется по отношению сигналов противолежащих инфракрасных детекторов, делящих изображение Земли на 4 квандранта [9]. Предполагается, что в случае равенства сигналов со всех детекторов центр поля зрения датчика ИКВ совпадет с направлением на центр Земли.

Недостатком балансных схем вообще является сильная зависимость их показаний от уровня паразитных засветок, и поэтому детекторы должны

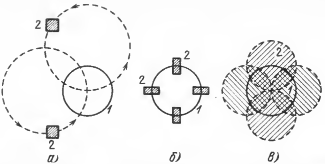


Рис. 7. ИКВ-системы ориентации: *а*) сканирующая, *б*) следящая, *в*) балансная. *1* — лимб Земли, *2* — поле зрения детектора.

быть надежно защищены от попадания рассеянного излучения. Точность определения ИКВ на современных ИСЗ составляет ~ 5' [9].

Солнечные датчики. В системах ориентации, в которых за основу базовой системы выбрано направление на Солнце, это направление определяется с помощью солнечных датчиков. В зависимости от точности солнечные датчики можно разделить на грубые — они применяются для поиска и индикации положения Солнца в поле зрения, достигающем половины сферы, датчики средней точности и высокоточные солнечные датчики. У последних точность определения направления на центр солнечного диска достигает 1–2" [9].

Простейшим датчиком положения Солнца является фотоэлемент, перед которым установлен экран, диффузно рассеивающий падающее излучение. В такой конструкции поток, падающий на фотоэлемент, пропорционален косинусу угла падения лучей и, следовательно, уровень сигнала такого датчика соответствует углу отклонения оси прибора от Солнца. Перед фотоэлементом часто ставятся экраны и коллиматоры различной конфигурации, в зависимости от задач эксперимента и режима наблюдений. Набор из нескольких детекторов может быть закрыт кодирующим экраном, имеющим прорези заданной конфигурации, которая изображена на рис. 8, *а*. В таком датчике за каждой кодирующей полосой устанавливается отдельный фотоэлемент, и наличие или отсутствие сигнала с них определяет положение Солнца по одной координате. Для перпендикулярного направления должен быть установлен отдельный датчик с соответствующей ориентацией кодирующего экрана. Так как информация о положении Солнца в поле зрения такого датчика сводится к слову из нескольких двоичных разрядов, датчик носит название цифрового (в отличие от аналогового, где информация об угле содержится в амплитуде одного сигнала). Точность таких датчиков определяется величиной поля зрения и числом разрядов. У датчиков с полями зрения ~ 180° точность определения положения Солнца — около 1–2°.

В датчиках более высокой точности часто применяются балансные схемы, подобно приборам ИКВ.

В солнечных спектрографах разрешающая способность по длинам волн определяется, кроме всего прочего, также и точностью удержания щели спектрографа на наблюдаемой активной области, т.е. точностью гидирования. Используемые для этого датчики должны обладать высокой точностью — до 1–2", а также высокой степенью линейности зависимости выходного сигнала от угла рассогласования. Кроме того, так как актив-

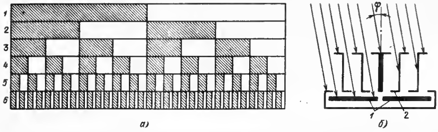


Рис. 8. а) Пример кодирующей маски шестиразрядного цифрового солнечного датчика. *1–6* — Номера кодирующих полос. *б)* Датчик с *Z*-коллиматором. *1* — фотоэлементы, *2* — пластины коллиматора. φ — угол отклонения Солнца от оси датчика.

ная зона, выбранная для наблюдений, может находиться в любом месте солнечного диска (угловой диаметр 32′) и за его краем (протуберанцы), желательно, чтобы перемена зоны гидирования проводилась без механических перемещений датчика. Примером такой системы является датчик с заданной формой коллиматора, разработанный для применения в системе гидирования солнечного телескопа ОСТ на станции "Салют-4" [10]. Схема датчика приведена на рис. 8, *б*. Над двумя фотоэлементами укреплены пластины коллиматора *Z*-образной формы. Выходной сигнал представляется как разность сигналов с фотоэлементов. Если Солнце находится по оси датчика ($\varphi = 0$), то сигнал равен нулю.

Достоинством такого датчика является высокая точность (± 1″,5) и большой диапазон, в котором сигнал линейно зависит от угла φ — до ± 40′. Кроме того, если надо изменить направление гидирования, т.е. сместить ось датчика по диску Солнца, то для того, чтобы в новом положении сигнал был равен нулю, необходимо только подать соответствующий постоянный сигнал смещения на регистрирующую схему — сместить нуль-пункт характеристики.

На пилотируемых орбитальных станциях для поиска активных образований на диске Солнца, контроля за совмещением щели спектрографа с выбранной областью и за стабилизацией инструмента часто используется изображение диска в водородной линии H_α ($\lambda = 6563$ Å). Например, в телескопе ОСТ изображение Солнца отражалось от зеркальных щечек щели спектрографа и проходило через H_α-фильтр в окуляр визира, находящегося в рабочем отсеке станции "Салют-4". Положение щели спектрографа выглядело при этом как черная полоса на диске. В ОКС "Скайлэб" была реализована другая схема — для получения изображения в H_α были установлены два телескопа, и изображения с помощью видиконных камер передавались на экраны телевизионных мониторов, установленных в пультах управления станцией.

З в е з д н ы е   д а т ч и к и. При астрономических наблюдениях в режимах солнечно-звездной и звездной ориентации в качестве одной или нескольких осей базовой системы выбираются направление на заданные яркие звезды — Сириус ($m_v = -1{,}46$), Канопус ($m_v = -0{,}75$), Вегу ($m_v = +0{,}03$) и другие. При этом необходимыми элементами системы ориентации становятся звездные датчики. Так же, как датчики ИКВ и солнечные, звездные датчики могут работать с применением балансных схем и постоянно удерживать звезду в центре поля зрения по нуль-методу измерений. В качестве примера можно привести звездные датчики баллонного телескопа "Стратоскоп-2" (см. рис. 60), в которых для гидирования по офсетным звездам использовались пирамидальные светоделители, делившие

изображение звезды на 4 части и отражавшие их на ФЭУ. После предварительного наведения оси телескопа на заданный объект пирамиды передвигались по полю зрения телескопа до совмещения с изображениями выбранных для гидирования звезд. Выбирались звезды ярче 9^m в поле зрения радиусом 25'. Такая система позволила осуществлять гидирование с точностью до 0",3. В телескопе ОАО-3 "Коперник" для гидирования пирамидальным звездным датчиком использовалось 50% света от самой наблюдаемой звезды (при этом точность гидирования по одной координате — перпендикулярно ориентации щели спектрографа — достигала ± 0",03).

Чтобы лучше отделить сигнал заданной звезды от всевозможных паразитных засветок, а также определить величину и направление смещений изображения звезды в поле зрения датчика, вместо балансных схем часто используют метод модуляции излучения от звезды (например, устанавливая вращающуюся маску заданной формы перед фокальной плоскостью датчика). Сигнал от звезды при этом периодически полностью пропадает, в то время как фоновый сигнал меняется незначительно. Выделяя из общего сигнала на выходе датчика его составляющую на частоте модуляции, можно существенно понизить уровень шума и тем самым увеличить отношение сигнал/шум, а, следовательно, и повысить чувствительность датчика [11]. Так, в звездных датчиках спутников серии ОАО для модуляции излучения использовались две щели, "вибрировавшие" во взаимно перпендикулярных направлениях. При этом точность датчиков составляла 20—30" для звезд ярче второй звездной величины.

Во внеатмосферных астрономических экспериментах в качестве датчиков, одновременно следящих за несколькими звездами, часто применяются телевизионные камеры с полями зрения в 1—100 кв. град. и чувствительностью по яркости до $3-6^m$. Возможно применение устройств и другого типа — диссекторных камер, в которых, в отличие от телевизионных, не происходит накопления сигналов по всему полю зрения. В этом приборе в фокальной плоскости объектива расположен фотокатод (рис. 9). Выбиваемые из фотокатода квантами оптического излучения фотоэлектроны ускоряются разностью потенциалов в несколько сотен вольт и фокусируются магнитным полем. Размер входного элемента изображения, определяемый входной диафрагмой умножителя, обычно составляет около 1% размера фотокатода. Если при этом на электроны, движущиеся к умножителю, действует заданное переменное отклоняющее электрическое или магнитное поле, то на умножитель будут попадать электроны, образованные на различных участках фотокатода. Таким образом производится сканирование всего поля зрения по заданному закону. Отличительной особенностью диссекторных устройств является то, что "накопление" сигнала (т.е. электронов, прошедших через апертуру умножителя) от данного элемента поля зрения ведется только в течение времени опроса этого элемента. Следовательно, при заданной чувствительности прибора улучшение разрешения, т.е. увеличение числа элементов изображения, возможно только при увеличении времени сканирования всего поля зрения. Это приводит к тому, что обычно диссекторные устройства работают в двух режимах — "поиска" и "слежения" за звездой.

Рассмотрим работу диссекторной камеры, установленной на спутнике САС-3 [12]. Поле зрения ее составляло $8^\circ \times 8^\circ$ и при этом размер входного отверстия умножителя соответствовал 10' x 10'. В режиме "поиска" все поле зрения (если в нем не были обнаружены звезды) опрашивалось за 4 с (следовательно, накопление сигнала с одного элемента изображения

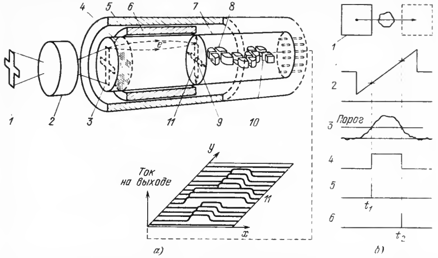


Рис. 9. а) Устройство диссекторной камеры. *1* — Наблюдаемый объект, *2* — объектив, *3* — фотокатод, *4* — ускоряющая сетка, *5* — фокусирующая обмотка, *6* — отклоняющая обмотка, *7* — диссекторная трубка, *8* — электронный умножитель, *9* — входное отверстие трубки, *10* — анод, *11* — электронное изображение объекта. б) Определение координат в режиме "слежения" камеры. *1* — элемент изображения, *2* — изменение тока в отклоняющей катушке, *3* — сигнал на выходе умножителя, *4—6* — формирование опорных временных импульсов.

занимало время, равное 0,6 мс). Яркость самых слабых звезд, регистрируемых камерой, в таком режиме составляла 6^m.

После обнаружения всех звезд ярче шестой величины, попавших в поле зрения, камера переходила в режим "слежения" за двумя самыми яркими звездами. При этом сканирование проводилось в ячейках размером $0^\circ,3 \times 0^\circ,3$ вокруг этих звезд, и бортовой процессор, состыкованный с камерой, выдавал координаты каждой звезды в поле зрения с точностью до 10". Одновременно определялась угловая скорость движения звезды в поле зрения. В последние годы разработаны и телевизионные камеры на матрицах ПЗС (см. гл. 4).

В системах, где контроль за разворотами и стабилизация КА проводится с участием космонавтов, в качестве звездных датчиков используются астроориентаторы (АО). Они представляют собой широкоугольную оптическую систему, диаметр поля зрения которой составляет около 40°. При наблюдениях через окуляр АО видны звезды до $4-5^m$, и в ориентатор вставляется полупрозрачная маска, на которую нанесены заданные положения для нескольких самых ярких звезд. В процессе наблюдений оператор-космонавт визуально оценивает величину и направление рассогласования между истинным и требуемым положением звезд в поле зрения АО, и выдает соответствующие команды на исполнительные органы. При использовании астроориентаторов, установленных на станциях "Салют", точность стабилизации составляет несколько угловых минут [23].

Г и р о с к о п и ч е с к и е д а т ч и к и. Во время выполнения программных разворотов и при контроле за выполнением трехосной стабилизации КА и телескопов важной задачей является измерение углов и угловых

скоростей по отношению к какой-либо выбранной базовой системе отсчета. Эти задачи обычно решаются с помощью гироскопических датчиков углов и угловых скоростей, а также с применением гиростабилизированных платформ. Принципы работы этих устройств хорошо изложены в соответствующей литературе (см., например, [6, 8]), здесь же мы отметим только несколько моментов:

— современные гироскопические датчики угла и датчики угловой скорости (ДУС) могут измерять углы и скорости с точностью до $\sim 1'$ и ~ 1 угл.с/с соответственно;

— применение гироплатформ (с точностью стабилизации до $10''$ по трем осям в течение нескольких часов) позволяет выбрать произвольно ориентированную в пространстве базовую систему отсчета и уже на ее основе разворачивать телескоп в нужном направлении;

— так как всегда и у всех гиродатчиков существует конечная скорость "дрейфа" вектора кинетического момента гироскопов (у лучших образцов она составляет порядка нескольких угловых секунд в час), то такие системы нуждаются в периодической коррекции (с помощью солнечных или звездных датчиков). Вследствие этого их применение наиболее выгодно на ограниченных отрезках времени, например, в процессе выполнения программных разворотов. Кроме того, при экспериментах на ИСЗ они всегда используются в комплексе с другими (солнечно-звездными) системами ориентации.

Исполнительные органы систем ориентации. При трехосной ориентации самолетных инструментов вращающий момент по двум осям создается электродвигателями относительно корпуса самолета большой массы, и в этом смысле наблюдения мало отличаются от наземных, за исключением качки самолета и расхода энергии топлива самолетных двигателей для поддержания ориентации самолета в полете.

Развороты телескопа по углу места во время баллонных наблюдений производятся относительно хорошо стабилизированной по вертикали системы баллон + гондола. В то же время следует иметь в виду, что при разворотах по азимуту (относительно гондолы) моменты инерции гондолы и аэростата относительно вертикальной оси сравнимы с моментом инерции инструмента. Следовательно, в процессе разворота гондола начинает вращаться в обратную сторону, что создает определенные трудности при конструировании систем стабилизации по азимуту. В частности, во избежание резонанса частота собственных колебаний гондолы должна быть сделана как можно меньшей; это достигается установкой тяжелых маховиков, или, например, электрических аккумуляторов, имеющих большую массу, на длинных горизонтальных фермах; характерное время отработки системы слежения для оптимизации работы системы управления по азимуту обычно стремятся по возможности уменьшить.

В ракетных наблюдениях при трехосной стабилизации с использованием гироплатформы развороты инструмента проводятся относительно платформы, т.е. с использованием энергии источников тока, идущей на поддержание заданного положения гироплатформы при действии возмущающих моментов от электродвигателей системы ориентации телескопа.

Системы ориентации и стабилизации КА при трехосной ориентации инструмента чаще всего используют тяжелые маховики для стабилизации оси телескопа.

Во время наблюдений на КА действуют возмущающие моменты внешних сил различной природы. Значит, изменение суммарного кинетического момента системы КА + маховик подчиняется уравнению (1.13). Вектор $\boldsymbol{L}$ равен сумме кинетических моментов КА и маховика: $\boldsymbol{L} = \boldsymbol{L}_{\text{КА}} + \boldsymbol{L}_{\text{М}}$. Зада-

чей стабилизации является поддержание условия L_{KA} = const, т.е., другими словами, маховик не создает и не уменьшает общий кинетический момент, он лишь перераспределяет его таким образом, что величина L_{KA} остается постоянной.

Но в реальной ситуации внешние моменты всегда действуют так, что происходит непрерывное накопление кинетического момента. Из этого следует, что для поддержания ориентации маховик должен постоянно увеличивать свой кинетический момент L_M и, следовательно, скорость вращения. Так как последняя не может расти неограниченно, значит, время от времени необходимо подключать другие виды стабилизации для уменьшения вращения маховика — как говорят, производить "разгрузку гироскопа". Это означает, что система ориентации только с силовыми гироскопами обязательно должна быть дополнена другой системой.

Для разгрузки гироскопов и в качестве самостоятельной системы применяются газореактивные движки, использующие или сжатый газ, или горение топлива в камере сгорания для создания реактивного момента. Скорость вращения ω, которую приобретает КА при выбрасывании массы вещества m (рабочего тела) со скоростью v, равна

$$\omega = \frac{rmv}{I}, \tag{1.14}$$

где I — момент инерции КА относительно данной оси и r — плечо (расстояние от этой оси до траектории рабочего тела). Для увеличения эффективности работы движков необходимо увеличивать плечо (располагая движки в точках спутника, наиболее удаленных от центра масс), а также увеличивать массу выбрасываемого рабочего тела и скорость истечения.

О недостатках газореактивных систем уже упоминалось (расход рабочего тела, загрязнение атмосферы вокруг КА), поэтому их наиболее целесообразно применять только для разгрузки гироскопов и при необходимости быстрых разворотов КА.

Использовать лучшие качества активных и пассивных систем ориентации позволяют комбинированные системы. В качестве примера рассмотрим работу моментного магнитопривода, часто используемого для ликвидации избыточного кинетического момента силовых гироскопов.

На околоземных орбитах ИСЗ находится в геомагнитном поле, которое, в свою очередь, характеризуется в каждой точке вектором магнитной индукции $\boldsymbol{B}$. Если на борту ИСЗ размещены катушки с током, создающие магнитный момент $\boldsymbol{M}$, то на корпус КА будет действовать момент сил $\boldsymbol{P}_M$:

$$\boldsymbol{P}_M = \boldsymbol{M} \times \boldsymbol{B} \tag{1.15}$$

и моментный магнитопривод создает такие величины $\boldsymbol{M}$, что в каждой точке орбиты они приводят к уменьшению кинетического момента маховика. Так как значение вектора $\boldsymbol{B}$ непрерывно меняется при движении ИСЗ по орбите, то величины токов, пропускаемых через катушки, также рассчитываются по специальным алгоритмам. Применение моментного магнитопривода весьма эффективно для разгрузки силовых гироскопов.

Построение заданной ориентации. Итак, с помощью датчиков, управляющих устройств и исполнительных элементов возможно поддержание любой заданной ориентации КА.

В космических астрономических наблюдениях со спутников и АМС основными режимами чаще всего являются режимы солнечной и солнечно-звездной ориентации. При солнечной (одноосной) ориентации выделенная ось прибора с помощью солнечных датчиков ориентируется на Солнце, и КА

стабилизируется вращением с угловой скоростью до нескольких оборотов в минуту. В таком режиме работают, например, спутники "Прогноз" с точностью ориентации на Солнце в 1–2°.

При построении трехосной солнечно-звездной ориентации одна ось КА направляется на Солнце, и звездный датчик разворачивается в кардановом подвесе относительно оси на угол, равный углу Солнце–КА — выбранная звезда в данный период времени. После этого объект начинает разворачиваться вокруг направления на Солнце до тех пор, пока заданная звезда не попадет в поле зрения звездного датчика и будет опознана как искомая. Система ориентации начинает следить одновременно за Солнцем и за звездой, и процесс построения базовой системы отсчета заканчивается. Такой режим, например, является одним из основных режимов ориентации АМС.

От солнечно-звездной можно перейти к режиму ориентации с использованием базовых направлений только на опорные звезды, как зто реализовывалось, например, при ориентации спутников серии ОАО, где построение солнечно-звездной ориентации шло с использованием трех звездных датчиков. Они разворачивались предварительно на такие углы относительно спутника, что при вращении последнего вокруг направления на Солнце одновременно захватывали три опорные звезды. Для изменения положения поля зрения инструмента выбиралась четвертая звезда, и спутник проводил программный разворот до захвата четвертым датчиком искомой звезды. При зтом три первоначально ориентированных звездных датчика, поворачиваясь в подвесах, продолжали следить за опорными звездами, а слежение за Солнцем прекращалось.

На небесной сфере была выбрана система из 50 опорных звезд, по которым, последовательно переходя от одной к другой, можно было обеспечить трехосную ориентацию объекта в любой момент времени с использованием 3–4 звездных датчиков.

5. *Контроль ориентации.* При астрономических наблюдениях часто встречается ситуация, когда точность стабилизации оси телескопа на выбранный источник излучения может быть умеренной, но в процессе наблюдений необходимо иметь информацию о положении оси с высокой точностью. Примером могут служить спектральные исследования со сканирующими (по спектру) спектрометрами. В этом случае чем точнее известно положение исследуемого объекта внутри щели спектрографа, тем точнее определяется энергия фотонов, регистрируемых в данный момент приемником излучения.

Аналогично зтому в случае, когда изображение регистрируется методом последовательного опроса малых элементов поля зрения, то чем лучше известно положение оси телескопа в данный момент, тем точнее восстанавливаются координаты на небесной сфере данного элемента изображения.

Контроль ориентации чаще всего происходит с помощью звездных датчиков различных типов. Сигналы от них поступают не в систему управления, а на телеметрию, и в процессе обработки информации на Земле строятся графики зависимости положения оси прибора на небесной сфере от времени.

Таким методом может быть решена и задача определения ориентации прибора, установленного на неориентированном объекте [13].

В зависимости от режима наблюдений, точности работы систем ориентации и стабилизации, требуемой точности определения мгновенного положения осей инструмента и методов обработки возможно применение самых разнообразных типов датчиков. Для уточнения ориентации до нескольких угловых минут при первоначальной точности ориентации порядка нескольких градусов на спутниках, стабилизированных вращением, часто применяются звездные датчики, в фокальной плоскости которых находится диафрагма *Z*-образной формы. Датчик устанавливается перпендикулярно оси

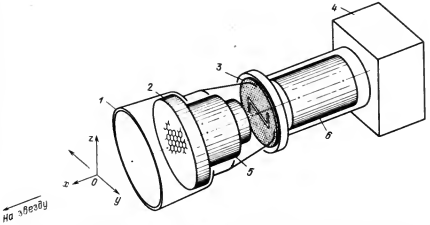


Рис. 10. Схема звездного датчика с Z-диафрагмой в фокальной плоскости. *1* — Бленда, *2* — коллиматор, *3* — диафрагма, *4* — блок электроники, *5* — объектив, *6* — ФЭУ.

вращения спутника. При прохождении щелевой Z-диафрагмы звезда отображается в виде трех импульсов. Если времена их появления обозначить как t_1, t_2 и t_3, то очевидно, что при сканировании в направлении $-y$, как указано на рис. 10, время пересечения плоскости xOz осью прибора определяется как $t_0 = (t_1 + t_3)/2$, а координата z_0 оси в момент t_0 равна

$$z_0 = z_{II}\left(\frac{t_2 - t_1}{t_3 - t_1} - \frac{1}{2}\right), \qquad (1.16)$$

где z_{II} — длина параллельных щелей диафрагмы.

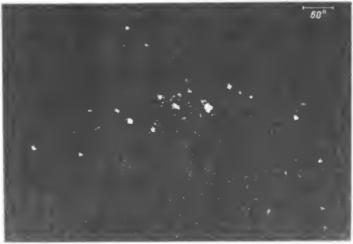


Рис. 11. Несколько рентгеновских источников в галактике М 31, зарегистрированных обсерваторией ХЕАО-2 с разрешением около 2″.

Задача отождествления звезд, прошедших через поле зрения датчика, однозначно решается для звезд ярче 6^m, если грубая ориентация оси известна с точностью в $1-2°$, так как плотность звезд ярче 6^m в среднем по небу составляет 0,12 на кв.град. [14]. После определения мгновенной ориентации оси прибора в моменты регистрации звезд наилучшим приближением решается задача о построении траектории движения поля зрения по небесной сфере.

На спутнике "Ухуру" применялся звездный датчик с Z-диафрагмой, имевшей эквивалентные угловые размеры $5° \times 10°$, ширина щелей при этом составляла $3'$ [15].

Для контроля ориентации широко применяются и диссекторные камеры. Так, диссекторная камера спутника ХЕАО-2 имела поле зрения размером $2° \times 2°$ и была чувствительна к звездам ярче 8^m; точность определения направления оси телескопа в каждый момент времени составляла $2 - 4''$, в то время как точность стабилизации телескопа во время наблюдений была порядка $\pm 0',25$.

Пример полученного при обработке данных обсерватории ХЕАО-2 изображения приведен на рис. 11.

§ 5. Надежность аппаратуры и цикл испытаний

Каждый элемент электроники, каждый механический узел имеют конечный ресурс работы. Следовательно, работоспособность отдельных систем телескопа и бортовых устройств также ограничена во времени. Вместе с тем стоимость внеатмосферных исследований существенно выше, чем наземных, и важно осуществление такого комплекса мероприятий, который обеспечил бы нормальную работоспособность аппаратуры и выполнение научной программы наблюдений в течение данного времени, т.е. повысил бы надежность систем при заданных условиях эксплуатации. Эта проблема не столь критична при наблюдениях с самолетов, баллонов и ракет, т.е. когда возможно многократное использование аппаратуры (хотя, например, при наблюдениях с баллонов на ремонт и профилактику инструментов перед повторным запуском тратится сумма от 5 до 10% полной стоимости изготовления инструментов). Надежность имеет решающее значение при установке приборов на автоматические КА, так как отказ какого-либо устройства в начальной фазе полета может привести к полному срыву программы.

Если имеется N_0 одинаковых элементов, то при одновременной их работе в результате отказов количество работающих элементов N_t будет монотонно падать со временем. В каждый момент времени доля отказывающих элементов будет составлять

$$\frac{dN_t}{N_t} = -\lambda\, dt, \tag{1.17}$$

где коэффициент λ носит название интенсивности отказов. Интегрируя (1.17) с учетом того, что в начальный момент времени работали все N_0 элементов, получаем закон уменьшения числа работоспособных деталей со временем

$$N_t = N_0 e^{-\lambda t}. \tag{1.18}$$

Вероятность безотказной работы одного элемента за время t определяется как отношение числа работоспособных в момент t элементов к общему их числу в начальный момент:

$$P(t) = \frac{N_t}{N_0} = e^{-\lambda t} \tag{1.19}$$

т.е. величина $P(t)$ монотонно уменьшается со временем, вероятность отказа $Q = 1 - P$ растет, а среднее время работы одного элемента до его отказа составляет $\tau = \int_0^\infty P(t)\,dt = 1/\lambda$. Аналогичные рассуждения применимы и к любой системе элементов, причем если они включены последовательно, то итоговая вероятность безотказной работы P_Σ равна произведению величин P для каждого элемента $P_\Sigma = P_1 P_2 P_3 \ldots$

При дифференцировании $Q(t)$ по времени получается величина частоты отказов $b(t)$:

$$b(t) = \frac{dQ(t)}{dt} = -\frac{dP(t)}{dt} = \lambda e^{-\lambda t}. \tag{1.20}$$

Уменьшение $b(t)$ со временем является отражением того факта, что наибольшее число отказов аппаратуры наблюдается в первые часы полета КА (у КА "Аполлон" в начале полета один отказ приходился на 7 часов полета). Итак, срок службы системы определяется временем работы ее элементов τ. Очевидно, что при разработке аппаратуры следует учитывать, какой срок будут продолжаться наблюдения. Полезное время работы аппаратуры может составлять от нескольких минут (на ракетах) до нескольких лет (полеты к внешним планетам Солнечной системы, ОКС).

Невозможно создать аппаратуру с вероятностью безотказной работы, равной единице, но можно увеличить надежность до заданных пределов. Для определения блоков, нуждающихся в повышенной надежности, можно предположить, что наблюдения преследуют несколько целей (j — номер цели), и значимость каждой для выполнения научной программы составляет величину β_j, $\sum_j \beta_j = 1$. Отказ i-го блока приводит к потере доли научной информации (j-й цели), выражающейся числом α_{ij}. При $\alpha_{ij} = 0$ отказ блока не влияет на j-ю программу наблюдений; если $\alpha_{ij} = 1$, то выполнение j-й программы сорвано полностью. При таких условиях влияние отказа i-го блока на всю программу наблюдений записывается как $a_i = \sum_j \alpha_{ij}\beta_j$, $0 \leqslant a_i \leqslant 1$. Важность какого-либо блока для j-й цели оценивается по величине α_{ij}, а для всей программы в целом — по величине a_i.

В результате исследований статистики неисправностей в КА была получена плотность распределения значимости отказов $B(a)$, приведенная на рис. 12 [27]. Из графика $B(a)$ видно, что в основном происходит много мелких отказов, хотя и наблюдается повышение вероятности серьезных поломок при $a \gtrsim 0{,}9$. Потери информации в результате отказов можно оценить по величине $C(a) = aB(a)$, которая также изображена на рис. 12. Очевидно, что наибольшую опасность представляют отказы наиболее важных блоков аппаратуры, и при их разработке должны быть приняты все меры повышения надежности.

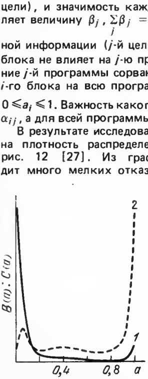


Рис. 12. 1 — Плотность распределения значимости отказов $B(a)$ и 2 — условные потери $C(a)$ в зависимости от значимости отказа a.

Среднее время работы до отказа τ для различных систем составляет от 100–1000 ч до нескольких лет. Статистика показывает [27],

что 60% отказов происходят из-за недоработок на этапе конструирования аппаратуры, 20% — из-за недостатков при производстве и изготовлении, 10% — при ошибках в эксплуатации, 10% приходится на другие случаи. Значит, 80% ошибок устранимы еще до полета. Следовательно, задача состоит в том, чтобы выявить их до установки на КА. С этой целью каждая аппаратура проходит через обширный цикл испытаний, позволяющих определить возможные неисправности. Испытания включают в себя несколько этапов.

1. *Автономные проверки* каждого блока и всей системы в целом. При этом проверяется работа всей аппаратуры до установки на борт КА.

2. *Климатические испытания.* Аппаратура помещается в климатическую камеру, где создается газовый состав, температура и влажность среды, соответствующие реальным условиям в полете. Проверяется работоспособность приборов во всем диапазоне изменений указанных параметров.

3. *Вакуумные испытания.* Блоки, предназначенные для установки снаружи КА, помещаются в вакуумную камеру и проходят полный цикл режимов работы на борту.

4. *Вибрационные, ударные, акустические испытания, определение стойкости к линейным ускорениям.* При этих испытаниях, проводимых на специальных стендах и центрифугах, проверяется функционирование блоков после перенесения всех механических и акустических воздействий, которым они будут подвергаться при работе на борту КА.

5. *Контроль функционирования при совместной работе с другими системами КА.* В этих испытаниях проверяется взаимное влияние различных систем друг на друга — создаваемые наводки, затенение полей зрения, паразитные засветки и т.д.

В зависимости от конкретных типов инструментов и КА могут добавляться и другие испытания. Обычно аппаратура изготовляется в нескольких экземплярах, из которых часть подвергается всевозможным испытаниям, а на борт ставится экземпляр, не участвовавший в проверках (кроме контроля функционирования), но в котором устранены все недоработки, обнаруженные на испытаниях.

Итак, для повышения надежности аппаратуры применяются следующие меры:

а) Строгий контроль во время проектирования и изготовления.

б) Использование деталей с повышенной надежностью, специальный отбор всех элементов аппаратуры.

в) Доработка аппаратуры по результатам испытаний, максимально имитирующих штатную работу.

г) Анализ возможных неисправностей и методов борьбы с ними.

д) Резервирование самых важных узлов. В случае резервирования с кратностью $k = 2$ (параллельная установка двух одинаковых блоков) итоговая вероятность отказа равна квадрату величины Q для одиночного блока, например, при $Q = 0{,}1$ вероятность отказа блока с резервированием составляет 0,01.

е) Проведение ремонтных работ на орбите экипажем. Практика показывает, что 70% отказов устранимы в ходе полета. Так, космонавты А.А.Губарев и Г.М.Гречко во время работы на станции "Салют-4" провели коррекцию работы системы ориентации телескопа ОСТ, обеспечив нормальное функционирование следящей системы, экипаж станции "Скайлэб" во время работ в открытом космосе вручную снял защитную крышку, закрывавшую поле зрения рентгеновского телескопа, когда не сработала автоматика сброса крышки, космонавты В.В.Рюмин и В.А.Ляхов

отстыковывали зацепившуюся за выступающий элемент станции "Салют-6" антенну радиотелескопа КРТ-10 и т.д.

ж) Контроль за правильной эксплуатацией аппаратуры для предотвращения нештатных ситуаций. Постоянный контроль за состоянием приборов во время полета.

§ 6. Наземная и бортовая обработка данных

Развитие внеатмосферных исследований привело к созданию систем обработки информации на борту и в наземных вычислительных центрах. Необходимость таких систем объясняется особенностями внеатмосферных наблюдений. Прежде всего, это удаленность инструмента от наблюдателя и, вследствие этого, необходимость или вести запись на магнитную ленту с последующей доставкой, или передавать данные по телеметрии. Во время наблюдений нельзя менять характеристики аппаратуры и программу наблюдений (точнее, это можно делать только в очень узких пределах, предусмотренных программой), что требует тщательной подготовки эксперимента и планирования работы до запуска. Далее, управление экспериментом чаще всего проводится с помощью командной радиолинии или команд, хранящихся в программно-временных устройствах (ПВУ). Кроме того, на спутниках большая часть наблюдений обычно проходит вне зоны видимости КА с НИПов, а прием информации осуществляется несколькими пунктами с последующей передачей в центр обработки. Нужно учитывать также, что по мере прогресса в современном приборостроении, создания более совершенных инструментов, специализированных астрономических спутников непрерывно растут информационные потоки с научной аппаратуры, усложняются методы наблюдений и управления космическими телескопами, что обусловливает все более высокие требования к качеству и быстроте анализа информации с КА.

Системы обработки данных самолетных наблюдений близки к наземным, так как регистрация на носители информации производится в самолете, и главной задачей работы с данными при их регистрации в реальном времени (режим "on-line") является оценка работы различных систем телескопа, отображение на экран операторам, находящимся в кабине, и качественная запись данных.

С переходом к баллонным, ракетным и космическим наблюдениям, т.е. по мере продвижения исследований на новые, более высокие ступени и удаления наблюдателя от инструмента, сложность задач, обусловленных перечисленными выше факторами, возрастает, так что максимальными сложностью и объемом обладают информационно-измерительные системы космических экспериментов. Под информационно-измерительной системой (ИИС) понимается комплекс аппаратурных, программных и организационных средств, которые обеспечивают проведение измерений, их обработку на борту КА, передачу данных на Землю, а также обработку и представление данных экспериментаторам [16]. Естественным образом ИИС состоят из бортовой и наземной частей.

1. *Особенности обработки на борту.* Бортовая часть ИИС должна обеспечивать хранение и передачу результатов измерений большого числа каналов (до нескольких сотен) объемом примерно до 10^6 измерений за один сеанс связи с точностью, достигающей долей процента, и с частотой опроса до нескольких тысяч измерений в секунду.

В задачи работы с информацией на борту входят прежде всего прием и дешифровка поступивших команд и выдача соответствующих управляющих импульсов в заданные блоки аппаратуры. Далее сигналы, поступающие

с различных датчиков, необходимо преобразовать в единую форму, принятую в данной телеметрической системе. В тех случаях, когда поток данных превышает возможности телеметрии, появляется необходимость предварительной бортовой обработки сигналов и устранении несущественной информации, т.е. "сжатия" данных. В бортовую ИИС входят также устройства для хранения данных — магнитофоны и ферритовые блоки памяти. Часто бортовые служебные устройства производят обработку сигналов с датчиков ориентации, выдачу команд на исполнительные органы и передачу данных об ориентации КА и телескопа на Землю.

Через устройства обработки проходят и сигналы о функционировании всех служебных и научных систем, в том числе о самой системе обработки. В необходимых случаях производится диагностика работы различных приборов и управление ими на основе служебной информации. Наконец, в процессе наблюдений с пилотируемого КА обработанной информацией пользуется экипаж для контроля качества проводимых исследований, оценки работы аппаратуры и управления экспериментом.

2. *Роль БЦВМ в обработке информации.* Современные бортовые цифровые вычислительные машины (БЦВМ) имеют объем в несколько кубических дециметров, массу — до нескольких килограммов, и их быстродействие составляет сотни тысяч операций в секунду. Широкое применение БЦВМ в космических исследованиях позволило во много раз расширить возможности наблюдений, сделать их более гибкими и упростить тем самым многие проблемы проведения экспериментов на КА. Преимуществами использования БЦВМ, в частности, являются:

— возможность решения сложных логических задач на основе поступающей информации;

— быстрая и непрерывная диагностика работы всей аппаратуры и возможность оперативного отключения неисправных блоков, а также изменения режимов работы, т.е. большая гибкость в управлении;

— возможность автономного управления и контроля за ориентацией и стабилизацией КА и, следовательно, обеспечение выполнения программы наблюдений;

— обработка поступающей информации по сложным алгоритмам, сжатие данных и их преобразование для оптимальной загрузки телеметрических каналов;

— отображение обработанной информации на системы визуального контроля экипажа КА для оперативной оценки результатов и управления процессом наблюдений.

Почти все БЦВМ являются специализированными и обрабатывают информацию по мере поступления ее с прибора, т.е. в реальном времени. Возможны как единые БЦВМ для всех систем, так и обслуживающие только один прибор или инструмент [17].

В БЦВМ цифровая система записи сигналов является предпочтительной, что обуславливает удобство применения цифровой телеметрии в комплексе с БЦВМ. В таком случае на пути следования аналоговых сигналов ставятся аналого-цифровые преобразователи (АЦП), т.е. приборы, на выходе которых имеются регистры двоичных ячеек, и число, записанное в регистрах, соответствует величине аналогового сигнала. АЦП осуществляет квантование входного сигнала на $2^k - 1$ уровней, где k — число ячеек в регистре, и в таком виде информация передается в БЦВМ.

В научных космических экспериментах в настоящее время одной из важных задач, решаемых БЦВМ и другими бортовыми логическими устройствами, является сжатие данных. При этом возможны несколько подходов к устранению избыточной информации.

3. *Сжатие данных.* Логарифмический счетчик. Одним из методов уменьшения избыточности информации является задание точности измерения параметра $\pm \delta$. У аналоговых сигналов число уровней квантования может быть уменьшено до величины $M = (x_{max} - x_{min})/2\delta$, где x_{max} и x_{min} — максимальное и минимальное значения параметра. Если же параметром является количество импульсов на выходе счетчика, то при известной точности измерений числа импульсов количество информации можно уменьшить использованием логарифмического счетчика (ЛС). В этом устройстве используется тот факт, что любое число N может быть записано дробью вида [16]

$$N = f \cdot 2^n, \quad \frac{1}{2} < f \leqslant 1, \tag{1.21}$$

где f — называется мантиссой, а n — порядком числа. Без логарифмирования для передачи максимального числа импульсов N_{max} было бы необходимо $k = (\mathrm{Int}[\log_2 N_{max}] + 1)$ бит. Вместе с тем, если число разрядов выходного регистра ЛС равно B, из которых F бит используется для кодирования мантиссы, и C — порядка, то при обычном двоичном кодировании дробных чисел максимальное значение дроби из F бит составляет $1 - 2^{-F}$. Максимальное же значение порядка равно $2^{(2^C - 1)}$, т.е.

$$N_{max} = (1 - 2^{-F}) \cdot 2^{(2^C - 1)}. \tag{1.22}$$

Далее, максимальная относительная ошибка мантиссы $\pm \epsilon = \pm \delta f/f$ (где δf — абсолютная ошибка мантиссы) при кодировании с использованием F разрядов равна $\pm 2^{-F}$, и обратно — заданием величины ϵ определяется число бит для кодирования мантиссы: $F = -\log_2(\delta f/f)$. Число импульсов N при изложенном методе кодирования будет иметь такую же относительную ошибку. Следовательно, максимальное число импульсов, на которое рассчитан счетчик (N_{max}) и ошибка ϵ определяют величины F, C и B. Так, например, для передачи числа от 1 до $\sim 10^5$ с точностью 3% требуется $F = 5$, $C = 4$ и $B = 9$. В то же время при передаче простым счетчиком для такого диапазона требуется 17 бит, т.е. коэффициент сжатия $K_{сж} = k/B$ примерно равен 2.

Выделение всплесков излучения. Многие эксперименты рассчитаны на получение информации о быстропротекающих процессах, например, солнечных радиовсплесках или космических всплесках в гамма-диапазоне. Термин "быстрый" в данном случае означает, что характерное время события мало по сравнению с интервалом между ними или временем заполнения бортового ЗУ. При этом информация о медленно меняющемся фоне и других похожих процессах не является обязательной и ее можно сократить.

Один из самых простых алгоритмов для сокращения фоновой информации основан на том, что при пуассоновском характере фоновых импульсов и малой интенсивности фона относительная статистическая ошибка $\epsilon(N) = (N)^{-1/2}$ в определении числа импульсов N, зарегистрированных за период опроса Δt, будет велика. В то же время поток импульсов в "полезных" событиях будет значительно больше фонового, с соответственно меньшей относительной ошибкой. Следовательно, необходимо задать величину ошибки ϵ_0, и система должна накапливать импульсы фона до тех пор, пока суммарное их число (за несколько опросов) не превысит $N_0 = 1/\epsilon_0^2$. Тогда на телеметрию передается только номер опроса, при котором N превысило N_0, и само число N. Выходной регистр счетчика сбрасывает показания и накопление начинается снова. Величина ϵ_0 выбирается такой, чтобы с определен-

ной степенью гарантии у событий, представляющих ценность для передачи, за период опроса выполнялось условие $N > N_0$. Такой алгоритм был впервые применен на АМС "Марс-6 и 7", где с учетом служебной информации, обязательной при формировании кадровых посылок, коэффициент сжатия составлял около 2 [18].

Более высокие коэффициенты сжатия реализуются в алгоритмах, в которых порог срабатывания определяется интенсивностью потока и ее скоростью изменения — адаптивные алгоритмы. Один из них — предсказатель нулевого порядка (ПНП) — предназначен для сокращения информации в случае постоянного во времени сигнала статистического характера. В качестве порога выбирается величина, кратная статистической ошибке $\sigma(N) = \sqrt{N_i}$ числа импульсов, накопленных за интервал опроса, например, 3σ. Алгоритм действует следующим образом.

— Для анализа берется число импульсов N_i, накопленных за i-й период опроса (опорный);

— определяется порог $3\sigma = 3\sqrt{N_i}$;

— число N_{i+k}, начиная с $k = 1$, сравнивается с N_i;

— если $|N_{i+k} - N_i| \leqslant 3\sigma$, то N_{i+k} считается избыточным и отбрасывается;

— если $|N_{i+k} - N_i| > 3\sigma$, то число N_{i+k} передается на телеметрию, опрос $i+k$ считается опорным и анализ повторяется сначала. По такому алгоритму работают, например, устройства выделения гамма-всплесков (см. главу 6). Возможны и другие варианты выделения быстрых явлений.

Коэффициент сжатия адаптивных алгоритмов быстро увеличивается с ростом допустимой зоны и интенсивности потока (числа импульсов, накопленных за время опроса), достигая нескольких десятков при $N > 100$. В зависимости от конкретного вида сигналов, задач наблюдений и параметров телеметрической радиолинии при сжатии информации на борту могут применяться один или несколько последовательно работающих алгоритмов.

Обработка сигналов звездных датчиков. При повышении сложности алгоритмов обработки коэффициент сжатия растет. Особенно труден процесс опознавания и определения координат звезд в полях зрения, например, диссекторных датчиков. В то же время объем информации с датчиков настолько велик, что применение обработки на борту становится совершенно необходимым. Так, в уже упоминавшейся диссекторной камере спутника ХЕАО-2 полная информация о каждом элементе изображения размером $2'' \times 2''$ занимала около 40 бит, и при передаче обзора всего поля зрения $(2^\circ \times 2^\circ)$ на Землю пришлось бы передавать $5 \cdot 10^8$ бит за время обзора, равное 10 с, тогда как после обработки на борту по телеметрии транслировались только данные о нескольких (2—3) ярких звездах, составлявшие несколько сотен бит информации, т.е. при этом коэффициент сжатия был $\sim 10^6$.

Выбор конкретной схемы обработки и сжатия информации на борту, вообще говоря, не является тривиальным, так как, во-первых, трудно с определенностью заранее сказать, какой информацией можно пожертвовать. Во-вторых, всегда имеется опасность отказа обрабатывающих устройств и потери полезных сведений. Поэтому о сжатии данных можно говорить только после исчерпания всех возможностей телеметрии.

4. *Основные этапы наземной обработки данных.* После подготовки данных на борту к передаче по телеметрическому радиоканалу производится трансляция информации на Землю и прием сетью наземных измерительных пунктов. На НИПах данные телеметрии записываются на накопители, часть информации проходит обработку в реальном времени или с некоторым запаздыванием и выводится на устройства отображения для оперативного

анализа результатов наблюдений, планирования и управления полетом. На НИПах измеряются и траекторные данные КА. Вся информация с НИПов затем по телефонным и телевизионным линиям связи или пересылкой магнитных лент передается в Центр обработки данных.

Таким образом, на пути от детекторов, установленных на борту, до поступления в Центр обработки показания аппаратуры несколько раз подвергаются различным преобразованиям — например, переводу в единицы выходного напряжения интенсиметров, прохождению через АЦП, квантованию по времени, сжатию, записи в телеметрическом формате на ЗУ, передаче, приему и записи на магнитную ленту. На каждом из этапов появляются факторы, искажающие первичные данные — ошибки при квантовании, потеря данных при обработке, воздействие шумов при передаче и приеме, сбои в работе аппаратуры и т.д. Целью работы с информацией при обработке в наземных условиях является, прежде всего, восстановление сигналов как можно более близко к первоначальному их виду, т.е. очистка информации от шумов, нахождение всевозможных ошибок (сбоев), возникших на пути от детектора до Центра обработки, и выдача данных экспериментатору в виде, пригодном для введения в наземные ЭВМ. Кроме того, имеется набор стандартных операций, которые должны быть произведены для всех телеметрических данных.

Эти соображения на практике приводят к тому, что каждый сеанс наблюдений проходит до 10 фаз обработки, прежде чем формируется массив данных для передачи наблюдателю. Такая работа может длиться значительное время. Поэтому для оперативной обработки в темпе приема информации на НИПах и в Центре управления используются специализированные машины, с помощью которых возможен прием информации в телеметрическом формате записи данных, обработка по простым алгоритмам и выдача ограниченного объема данных в виде таблиц, графиков и дисплейной информации. Отличительными чертами таких машин являются совместимость с данной телеметрической системой, отсутствие запроса данных в явном виде, т.е. автоматическое начало обработки по мере поступления информации, выполнение операций при весьма сложной логике обработки (расшифровка телеметрических записей, поиск и выделение нужного сигнала, определение режимов работы приборов по служебной информации и т.д.) и постоянство алгоритмов во время обработки. В реальном времени обычно обрабатывается большая часть служебной информации и небольшое количество научных данных.

При поступлении данных в Центр обработки информация по каждому сеансу проходит через несколько основных фаз преобразований [16]. Целью этапа предварительной обработки является обнаружение и устранение помех при передаче и приеме по радиоканалам, определение координат КА и его ориентации по данным служебных систем, привязка данных, полученных с разных НИПов, по времени с расшифровкой особого телеметрического канала, где записан счет времени (СЕВ), а также сбор всей дополнительной документации о сеансе — данных о посланных радиокомандах, записей в бортжурналах и т.д. На этом же этапе оценивается качество информации, например, поиск неисправностей в работе двоичных ячеек на борту. Характерными особенностями предварительной обработки является то, что алгоритмы обработки зависят от типа КА и используемой радиотелеметрической системы, но не зависят от конкретных экспериментов, и все операции могут быть проведены как на специализированных, так и на ЭВМ общего пользования (в последнем случае необходимо интерфейсное устройство между РТС и ЭВМ). Данные, полученные на этапе предварительной обработки, используют все экспериментаторы. На этом же этапе проводится

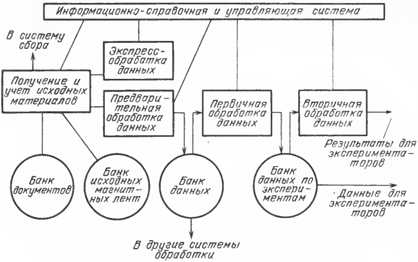


Рис. 13. Схема обработки данных космических экспериментов.

преобразование телеметрических кодированных слов в величины напряжений с использованием калибровочных уровней. Здесь же производится декоммутация каналов, т.е. распознавание их в кадровых посылках.

На этапе первичной обработки по тарировочным графикам и таблицам величины напряжений в каждом канале переводятся в соответствующие физические единицы, которые измерялись данным детектором на борту (поток излучения, число зарегистрированных фотонов и т.д.). Одновременно производится определение режимов работы прибора по виду сигналов и с использованием данных служебных систем и техдокументации. В окончательном виде результаты первичной обработки по каждому прибору записываются на магнитные ленты и диски в виде, пригодном для введения в ЭВМ, причем на каждой ленте обычно записывается информация одного эксперимента. Результаты записи пригодны для передачи в другие комплексы обработки.

Ленты и диски с первичной информацией передаются экспериментаторам. На этапе вторичной обработки, проводимой создателями эксперимента, данные обрабатываются по алгоритмам, направленным на изучение и интерпретацию полученной информации, т.е. на получение научных результатов. Комплекс алгоритмов и программ для вторичной обработки целиком определяется экспериментатором и различен для каждого инструмента (или группы инструментов).

Структура и взаимосвязь различных фаз обработки космической информации приведена на рис. 13. Каждый этап обработки заканчивается созданием банка данных и выдачей результатов на магнитных лентах, в гарфической форме, в виде таблиц и на дисплей.

§ 7. Типы самолетов, баллонов, ракет и КА

Большие преимущества при подъеме инструментов на высоту в 7–15 км за счет уменьшения поглощения и излучения атмосферы достигаются в инфракрасном и субмиллиметровом диапазонах ($\lambda \sim 1 - 1000$ мкм), что

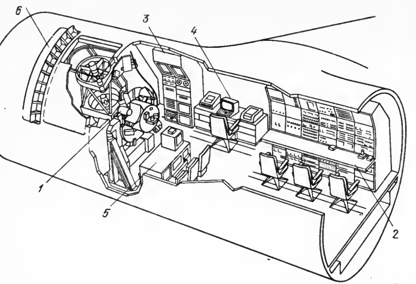


Рис. 14. Расположение аппаратуры в самолете С-141 ("Обсерватория им. Койпера"): *1* — телескоп, *2* — пульт управления и контроля телескопа, *3* — пульт системы гидирования с телевизионными экранами, *4* и *5* — пульты системы сбора, обработки и отображения научных данных, *6* — дефлектор воздушного потока.

и обусловило широкое использование самолетов для исследований в этих участках спектра.

В настоящее время для астрономических исследований применяются несколько самолетов со специально оборудованными открытыми отсеками, в которых устанавливаются телескопы. В СССР наблюдения в субмиллиметровом диапазоне проводились на самолете-лаборатории Института космических исследований АН СССР АН-30, летающем на высотах в 7–8 км. Специальный самолет "Каравелла" с рабочей высотой полета в 11 км и длительностью наблюдений до трех часов используется французскими специалистами. В расположении Эймсского научно-исследовательского центра НАСА (США) находятся самолеты "Лир Джет" ("Lear Jet") CV-990 и С-141 (рис. 14), причем на последнем ("Обсерватория им. Койпера") установлен самый большой самолетный инфракрасный телескоп диаметром 90 см. С-141 может находиться 8 часов на высоте 12 км и 4 часа — выше 13 км.

Самолетные наблюдения характеризуются колебаниями по крену до $\sim 1^\circ$ и по азимуту — до десятков угловых минут. Преимущественные частоты таких колебаний выше у легких самолетов, что в свою очередь оказывает влияние на выбор системы гидирования. Обычно грубая ориентация телескопа по азимуту производится изменением курса полета, а по углу места — поворотом телескопа. Для точной стабилизации до $1-2''$ используются гироплатформы и системы гидирования по опорным звездам или же по самим наблюдаемым источникам. Следует отметить, что при уменьшении кружка размытия изображения точечного источника до $\sim 1''$ на качестве изображения начинают сказываться эффекты турбулизации набегающего потока перед открытым отсеком с телескопом, что и определяет предел разрешающей способности.

При самолетных исследованиях приходится учитывать и тот факт, что изменения концентрации поглощающих веществ (водяного пара, озона, кислорода) над инструментом вдоль трассы полета может создать дополнительные трудности при интерпретации результатов.

Инфракрасные телескопы размещаются в открытом отсеке, в герметичной же кабине обычно находятся блоки управления телескопом, вычислительные устройства контроля за работой систем сбора, оперативной обработки и накопления информации, а также системы отображения — телеэкраны (рис. 14,*г*). Таким образом, самолетные наблюдения являются полностью автономными.

Исследования на высотных баллонах проводятся в гораздо более широком спектральном диапазоне — от радиоизлучения до гамма-диапазона. Центры баллонных исследований, оборудованные площадками для запуска баллонов, монтажными корпусами, системами радиокоманд и радиотелеметрии имеются в СССР, США, Японии, Швеции и других странах.

Баллоны способны поднимать полезную нагрузку до 5 т. Типичная схема аэростата с гондолой, в которой укреплен телескоп, показана на рис. 15. Оболочка баллона (объемом до 10^5 $м^3$) изготавливается из тонкой органической пленки; при заправке газом на Земле обычно оболочка заполняется не полностью, и по мере подъема и уменьшения окружающего давления газ внутри оболочки расширяется, так что в конце концов она принимает форму шара ("выполненный аэростат") [19].

Для уменьшения остаточной воздушной массы всегда целесообразно проводить наблюдения источников, близких к зениту. В то же время сам баллон закрывает зенитную область. Поэтому для уменьшения радиуса затененного участка небесной сферы до $\sim 20^\circ$ гондола обычно соединяется с аэростатом длинным 40—50-метровым фалом.

После окончания наблюдений по команде с Земли гондола с аппаратурой отстыковывается от баллона и совершает мягкую посадку на парашюте. Длительность наблюдений обычно не превышает 10—12 часов; при этом баллон дрейфует в стратосфере со скоростью ветра, которая может достигать 200 км/ч. Во время работы управление и прием телеметрической информации могут вестись как из стационарного центра, так и, например, из автомашины, движущейся вдоль трассы следования баллона. Наблюдения прекращаются при удалении баллона до границ зоны прямой видимости — около 700 км при высоте в 40 км.

Ракетные эксперименты в принципе могут проводиться во всех участках электромагнитного спектра. Но ограничения, накладываемые на размеры и вес аппаратуры, а также кратковременность наблюдений привели к использованию ракетных полетов для исследований в диапазонах от инфракрасного до рентгеновского. Полигоны для пусков высотных зондирующих ракет в настоящее время имеются в СССР, США, Японии, Индии и других странах, и астрономические приборы устанавливаются на двух- и трехступенчатые ракеты с диаметром ПН в 40—60 см и длиной до 2—3 м.

В ПН ракет входят, кроме научных приборов, также служебные системы — СЭП, телеметрические блоки, система ориентации, обтекатель, сбрасываемый перед началом наблюдений и т.д. Все это ограничивает вес телескопов, поднимаемых на ракетах, до 100 — 400 кг.

Схема ракетного полета представлена на рис. 16. Вообще говоря, возможны и другие варианты схемы полета. Например, часто отделение полезной нагрузки от других систем, не используемых в наблюдениях, проводится одновременно со сбросом обтекателя — это целесообразно для уменьшения момента инерции при быстрых обзорах небесной сферы. При стабилизации же вращением для уменьшения влияния возмущающих моментов

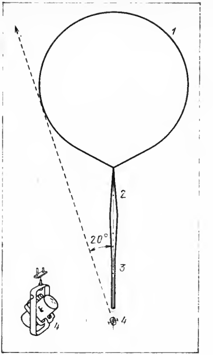


Рис. 15. Схема аэростата. *1* — Оболочка, *2* — парашют в сложенном виде, *3* — фал, *4* — гондола.

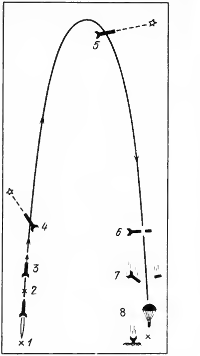


Рис. 16. Схема ракетных наблюдений. *1* — Старт, *2* — конец работы двигателей, *3* — сброс обтекателя, *4* и *5* — наблюдения выбранных источников, *6* — разделение ракеты и ПН, *7* — вход в плотные слои атмосферы, *8* — приземление.

лучше проводить разделение в конце полета, как и показано на рис. 16. Ранее уже упоминалось, что во время активного участка полета ракета стабилизируется быстрым вращением вокруг продольной оси, так что все устанавливаемые блоки должны проходить тщательную центровку вдоль оси вращения.

Системы ориентации в случае использования гироплатформ и звездных датчиков позволяют достичь точности ориентации и стабилизации до нескольких угловых секунд в ракетных наблюдениях. Мощность аккумуляторов ракет составляет до 2—3 кВт, и телеметрическая система обычно обеспечивает передачу данных по нескольким десяткам каналов с частотой опроса в несколько герц.

В США наибольшее распространение в астрономических исследованиях получили ракеты "Аэроби" ("Aerobee") нескольких модификаций (см. рис. 17), применяющиеся с конца 40-х годов. На этой ракете установлен жидкостный двигатель с пороховым ускорителем. Ракета типа "Аэроби-170" доставляет ПН в 170 кг на высоту в 175 км, обеспечивая 4 минуты наблюдений при высотах более 100 км. Диаметр корпуса равен 40 см. При использовании "Аэроби-350" возможен подъем оборудования с поперечными размерами до 60 см и массой до 400 кг на высоту в 200 км; полная длина "Аэроби-350" составляет около 15 м.

В ракете "Блэк Брант" ("Black Brant") одноступенчатый твердотопливный двигатель работает в течение 32 с, развивая при этом ускорение до 16 g_0 и обеспечивая подъем аппаратуры до 200 км. ПН размещается в отсеке диаметром 44 см и длиной в 2,5 м. Ракета "Блэк Брант" снабжена аккумуляторами мощностью до 3 кВт и 20-канальной телеметрической системой с периодом опроса в 10 Гц.

Аналогичными характеристиками обладают английская ракета "Скайларк" ("Skylark"), французская "Вероник" ("Veronique "), японская К-10, индийская "Рохини" ("Rohini") и другие.

В СССР астрономические наблюдения на ракетах начали проводиться с 1949 г. Вначале для этих целей использовались геофизические ракеты серии Р-1, которые могли поднимать полезную нагрузку массой до 1800 кг на высоты около 100 км. В 1957 — 1960 гг. наблюдения Солнца проводились приборами, установленными на ракетах Р-2А (длиной 20 м и диаметром 1,66 м), способных поднять инструменты массой до 2200 кг на высоту в 212 км, а с 1958 г. для астрофизических, геофизических и других исследований использовались ракеты Р-5, которые обеспечивали наблюдения на высотах до 500 км (масса полезной нагрузки до 1300 кг). Для исследований ультрафиолетового и рентгеновского излучения Солнца в 1958 — 1961 гг. проводились также запуски малых геофизических ракет Р-11А с аппаратурой массой в 400 кг на высоты до 100 км [29].

С 1970 г. в нашей стране осуществляются регулярные запуски ракет "Вертикаль" диаметром 1,6 — 2 м и длиной в 30—40 м (см. рис. 17). Использование жидкостных реактивных двигателей с большой тягой позволяет выводить научную аппаратуру массой до 1300 кг достигать высот в 500 — 1500 км, обеспечивая тем самым время наблюдений вне плотных слоев

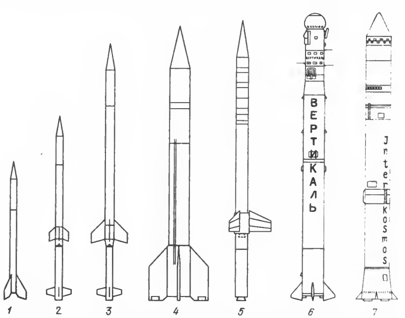


Рис. 17. Ракеты, используемые для размещения астрономической аппаратуры *1* — "Блэк брант", *2* — "Аэроби-170", *3* — "Аэроби-350", *4* — "Вероника", *5* — "Скайларк", *6* и *7* — ракеты "Вертикаль" и "Интеркосмос". Масштаб на рисунках не соблюден.

Таблица 2

Основные технические данные о ИСЗ и ОКС, используемых для астрономических исследований

№ №	Название	Годы запуска	Угол наклона орбиты, град	Высота апогея или радиус орбиты, км	Масса ИСЗ, т	Виды стабилизации	Точность ориентации, угл. мин	Мощность СБ, Вт
1	САС 1–3	1970–1975	0–28	550	0,3	вращение орбитальная трехосная	60	60
2	ИУЕ	1978	29	52 000	0,3	трехосная	1–2	400
3	"Космос"	с 1962	50–90	150–60 000	0,3 – 20	вращение орбитальная трехосная	60	–
4	ОАО	1968–1972	32	500–740	1,6	трехосная	1	400
5	"Прогноз"	с 1972	65	200 000	1	вращение	120	100
6	ОСО 1–8	1962–1975	30	500	1	вращение трехосная	30	500
7	СММ	1980	28	500	2,4	трехосная	0,1	3000
8	ХЕАО	1977–1979	23–43	400–500	3	вращение трехосная	1	1200
9	ОКС "Салют"	с 1971	56	300	19	вращение трехосная	5–10	4000
10	"Астрон"	1983	51,5	200000		трехосная	5	–
12	"Спейслэб"	1983	28	250	11	трехосная	30	–

атмосферы до 20 мин. По программе "Интеркосмос" аппаратурой, установленной на ракетах "Вертикаль", широко исследовалось коротковолновое излучение Солнца, солнечно-земные связи, физические характеристики ионосферы и т.д. В частности, наблюдения Солнца проводились и инструментами, расположенными на гироплатформах.

Наиболее широко для астрономических наблюдений используются искусственные спутники Земли и автоматические межпланетные станции. При этом, в зависимости от задач эксперимента, используются практически все возможные виды орбит КА — околоземные с высотой в 200—1000 км над поверхностью Земли, высокоапогейные с эксцентриситетом ~ 0,9 и апогеем в несколько сотен тысяч километров, орбиты искусственных спутников Луны и Солнца, межпланетные трассы к внутренним и внешним планетам и наблюдения с орбит спутников планет. В 1978 г. для наблюдений Солнца и изучения солнечно-земных связей в точке либрации L1 на расстоянии $1{,}5 \cdot 10^6$ км от Земли был размещен КА ИСЕЕ-3 (ISEE — "International Sun-Earth Explorer").

Космические аппараты можно разделить по массе и объему их ПН. Малые спутники — серий САС, "Ариэль" — массой до нескольких сотен кг и объемом полезной нагрузки меньше 1 м^3 (за исключением выдвижных или раскладывающихся антенн) использовались и используются для наблюдений практически во всех диапазонах спектра, во всех режимах ориентации и стабилизации. Аппаратура, устанавливаемая на них, может быть как узкоспециализированной, так и предназначенной для исследований в нескольких спектральных диапазонах.

На автоматических станциях — "Прогноз", ИМП, ОСО, массой ~ 1 т — обычно устанавливаются комплексы приборов для наблюдений Солнца и звезд. В последнем случае ось прибора составляет некоторый угол с осью вращения станции (направленной на Солнце) или маховика, и поле зрения сканирует небесную сферу по малому или большому кругу.

Большие автоматические обсерватории — например "Астрон" или серий ОАО, ХЕАО — способны нести полезную нагрузку до нескольких тонн с возможностью как солнечной одноосной, так и трехосной ориентации.

В нашей стране широко проводятся астрономические исследования на орбитальных станциях "Салют". Наблюдения ведутся во всех диапазонах спектра от радио до гамма-излучения, с широким использованием различных режимов ориентации. Так, на ОКС "Салют-4" проводились наблюдения Солнца ультрафиолетовым телескопом ОСТ, а звездообразные источники рентгеновского излучения изучались с помощью рентгеновских телескопов "Филин" и РТ-4, функционировал также инфракрасный телескоп-спектрометр ИТС-К. На ОКС "Салют-6" работали первый космический радиотелескоп КРТ-10 и большой субмиллиметровый телескоп БСТ-1М. Для исследований в оптическом, рентгеновском и гамма-диапазонах на ОКС "Салют-7" установлены французские приборы ПИРАМИГ и ПСН, рентгеновские телескопы СКР и РТ-4М, а также гамма-телескоп "Елена-Ф".

В США в 1973—1974 гг. работала станция "Скайлэб", на которой наблюдения выполнялись несколькими инструментами в оптическом, ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах. К разряду орбитальных станций можно отнести и космическую лабораторию "Спейслэб".

Приведенная классификация (см. табл. 2) объектов по их массам в определенной мере отражает и возможности их бортовых систем.

В США в 1970—1974 гг. были запущены три объекта серии малых астрономических спутников САС (SAS — "Small Astronomical Satellite") с научной аппаратурой весом около 100 кг. Спутники САС-1 ("Ухуру") и САС-3 были предназначены для наблюдений рентгеновских источников, САС-2—для

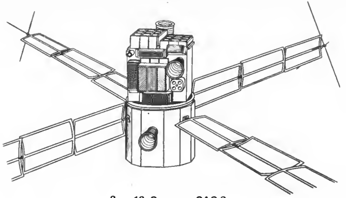


Рис. 18. Спутник САС-3.

исследований в гамма-диапазоне. Спутник "Ухуру" стабилизировался вращением со скоростью 0,5 град/с и при моменте инерции относительно оси вращения, равном ~40 кг·м^2, прецессия оси вращения составляла около 1° с периодом в 1 мин. Ориентация оси в заданную точку небесной сферы осуществлялась моментным магнитоприводом с точностью около 1°. Спутник САС-3 (рис. 18) мог также проводить наблюдения в режиме вращения с периодом, равным орбитальному, и при трехосной ориентации, причем контроль положения полей зрения приборов обеспечивался трехосевым векторным магнитометром, аналоговым и цифровым солнечными датчиками, инфракрасными датчиками горизонта и диссекторной камерой с точностью до 10″. Для точной привязки времени прихода зарегистрированных импульсов, например, при наблюдениях пульсаров, на борту имелся генератор со стабильностью $\sim 10^{-10}$ [12]. Общий поток телеметрической информации со спутников САС был довольно типичным для астрономических спутников и составлял около 1 кбит/с.

У английского спутника "Ариэль-5" ("Ariel-5"), выведенного на орбиту в 1974 г. и принадлежавшего к объектам такого же класса как и спутники САС, солнечные панели были размещены на боковых сторонах цилиндрического корпуса (см. рис. 19), поэтому во время наблюдений ориентация объекта сохранялась (для обеспечения необходимой мощности СБ) такой, чтобы направление на Солнце при вращении аппаратуры состав-

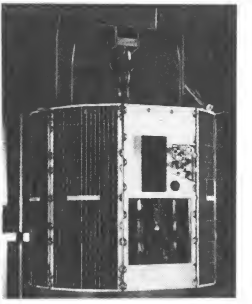


Рис. 19. Спутник "Ариэль-5" в монтажном корпусе.

ляло с "экваториальной" плоскостью спутника угол, не превышающий 45°. "Ариэль-5" был стабилизирован вращением со скоростью в 10 оборотов в минуту; с помощью звездных датчиков точность локализации рентгеновских источников на небесной сфере достигала 2—3'.

В 1978 г. начал работу и продолжает функционировать до сих пор последний из серии САС спутник ИУЕ (IUE — "International Ultraviolet Explorer") с ультрафиолетовым телескопом диаметром 45 см. Спутник был выведен на геосинхронную орбиту (т.е. с периодом обращения в 24 часа); это дало возможность проводить наблюдения всегда в режиме непосредственной передачи данных, что, во-первых, позволило максимально приблизить условия и методику наблюдений к наземным, а во-вторых, обеспечило значительно больший поток информации — в среднем 20 кбит/с. Общий вид спутника ИУЕ изображен на рис. 20.

Хранение и обработка данных на спутнике ИУЕ проводятся бортовым компьютером, который регулирует поступление информации (как служебной, так и научной), преобразует сигналы в 8-битные слова, проводит контроль и управление работой системы ориентации и других систем КА (в том числе и самопроверку), прием, хранение и распределение поступающих команд, формирование телеметрических форматов и передачу данных на Землю.

В систему ориентации и стабилизации ИУЕ входят несколько устройств: 1) двухосевой цифровой солнечный датчик с угловым разрешением в 15" и полем зрения 64° ×128°, 2) 6 гироскопов со стабильностью осей около 3" за час (с применением гироскопов ошибки наведения при больших углах разворотов составляют 1—2'), 3) диссекторные датчики тонкого гидирования с полями зрения 16' × 16', регистрирующие излучение звезд

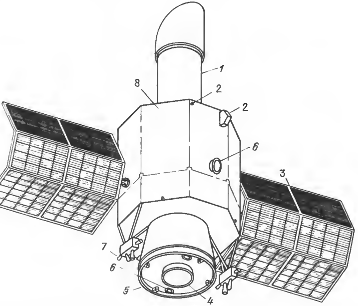


Рис. 20. Спутник ИУЕ. *1* — Телескоп, *2* — солнечные датчики, *3* — СБ, *4* — двигатель коррекции орбиты, *5* — широконаправленная антенна, *6* — узконаправленные антенны, *7* — двигатели ориентации, *8* — ЭВТИ.

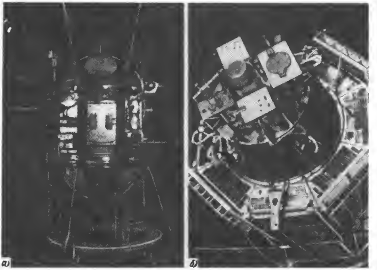


Рис. 21. Спутники серии "Космос". *а*) Основной модуль на технологической подставке. *б*) Панель спутника "Интеркосмос-7" с научными приборами

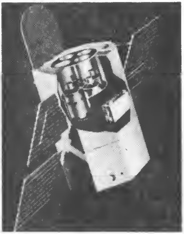
ярче 14^m. При этом в режиме поиска сканирование поля зрения звездных датчиков проводится с угловым разрешением 8", а в режиме "слежения" по выбранным звездам — с разрешением в 0",27, и координаты звезд используются для определения сигнала ошибки и выработки команд на исполнительные органы. Суммарная ошибка при стабилизации КА составляет 0",2. Для отбора реактивных моментов используются маховики и движки на гидразине.

В СССР с 1962 г. регулярно производятся запуски спутников серии "Космос" разных типов. Широкая программа исследований на этих спутниках обеспечивается выведением с помощью двух-, трех- и четырехступенчатых ракет-носителей полезной нагрузки массой от нескольких сотен килограммов до 20 тонн на орбиты с апогеями от 150 до 60 000 км [29]. Одна из основных модификаций спутников "Космос" имеет форму двух полусфер, состыкованных с цилиндрическим корпусом. Внутри этого объема размещаются служебные системы. СЭП спутника может работать как от химических источников, так и от СБ, размещенных снаружи корпуса. Научная аппаратура устанавливается на панелях, прикрепленных к основному модулю (рис. 21). Наблюдения могут проводиться как в неориентированном режиме, так и в орбитальной, солнечной или инерциальной трехосной системах ориентации.

Подобная конструкция спутника может быть адаптирована к большому кругу разнообразных научных задач, что и обусловливает широкое использование спутников "Космос" для астрономических наблюдений.

С 1969 г. в СССР регулярно проводятся запуски спутников "Интеркосмос", на которых в рамках научного сотрудничества социалистических стран устанавливается аппаратура, разработанная в этих странах и предназначенная для исследований Солнца в радиодиапазоне, в ультрафиолетовом и рентгеновском участках спектра, изучения солнечно-земных связей, ионосферы и т.д. (см. рис. 21, *б*).

Рис. 22. Обсерватория ОАО-2А. В вырезе показано размещение инструмента "Селескоп".



В 1968–1972 гг. в США были выведены на околоземную орбиту две обсерватории ОАО ("Orbital Astronomical Observatory") [20]. Общий вид обсерватории изображен на рис. 22. КА представлял собой восьмигранный цилиндр с поперечными размерами в 2 и длиной в 3 м, в котором для размещения инструментов имелся центральный цилиндрический отсек диаметром 1,2 м; при этом поля зрения телескопов могли быть направлены в обе стороны вдоль продольной оси спутника, а по массе научная аппаратура составляла примерно треть от полной массы объекта. Четыре панели СБ общей площадью 40 $м^2$ и аккумуляторы в среднем обеспечивали мощность электропитания в 400 Вт, из которых 30 Вт шло на научную аппаратуру.

На борту обсерваторий имелся блок памяти научных данных емкостью до 8192 25-битных слов, а также блок памяти служебной информации. Регистрация параметров проходила по 200 цифровым (восемь 25-битных слов) и 30 аналоговым каналам с временным разделением, а при передаче по цифровой телеметрической системе каждая аналоговая величина кодировалась с помощью АЦП в 8-битное слово, а затем 30 аналоговых каналов объединялись в десять 25-битных слов.

Ориентация и стабилизация объекта проводилась с использованием диссекторного звездного датчика, который имел поле зрения $10' \times 10'$, чувствительность по яркости до 6^m (при этом точность определения координат звезд достигала $2''$) и вырабатывал сигнал ошибки для стабилизации объекта с точностью в $10''$. Более точное гидирование осуществлялось самим телескопом и для обсерватории "Коперник" (ОАО-3), на которой был размещен ультрафиолетовый телескоп диаметром 80 см, было лучше $0'',1$. В системе ориентации использовалась также телевизионная камера с полем зрения $8^\circ \times 8^\circ$, регистрировавшая звезды до 6-й звездной величины.

С 1972 г. в СССР проводятся запуски автоматических станций "Прогноз" на высокоапогейные орбиты с типичным периодом обращения около 4 суток (к настоящему времени запущено 9 станций этой серии). Существенным является то, что бóльшую часть времени (примерно трое суток на каждом витке) объект проводит вне радиационных поясов Земли и, вследствие этого, фон заряженных частиц в детекторах существенно снижен в среднем по сравнению с низкими орбитами.

КА выполнен в виде цилиндрической конструкции длиной 1,2 м и диаметром 1,5 м с торцевыми поверхностями сферической формы (рис. 23). Научные приборы размещаются на передней (т.е. обращенной к Солнцу) и боковой сторонах корпуса.

Станция работает в режиме одноосной ориентации на Солнце с помощью солнечных датчиков. Стабилизация производится вращением с периодом в 2 мин. При записи данных на бортовое ЗУ период опроса составляет 41 с, если же производится непосредственная передача телеметрических данных, то период опроса уменьшается до 0,08 с [21]. Такого же класса станции

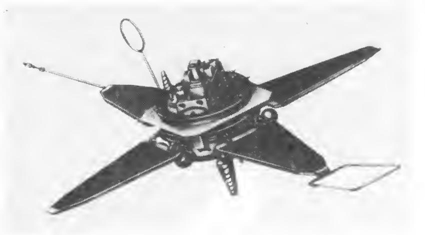


Рис. 23. Станция "Прогноз".

серии ИМП (IMP — "Interplanetary Monitoring Platform") запускались с США. Станции ИМП стабилизировались быстрым вращением вокруг оси, направленной в полюс эклиптики, с периодом в несколько секунд.

Для мониторирования солнечной активности в диапазоне от оптического излучения до гамма-лучей в шестидесятых и семидесятых годах в США на околоземные орбиты высотой порядка 500 км были выведены восемь станций ОСО (OSO — "Orbital Solar Observatory"). Основу станций составлял цилиндрический маховик, внутри которого размещались бортовые и научные приборы общей массой до 1 т. Вращением маховика ось вращения стабилизировалась в направлении, перпендикулярном Солнцу, так что приборы, расположенные на маховике, могли наблюдать Солнце в режиме сканирования. Инструменты, постоянно направленные на Солнце, размещались на панелях солнечных батарей, которые были всегда ориентированы на Солнце (рис. 24). Таким образом, у станций OSO реализовывалась трехосная ориентация на Солнце, что позволило получить большое количество изображений короны и солнечного диска в различных диапазонах спектра.

Существенный объем солнечных данных был получен и в период работы американской пилотируемой орбитальной станции "Скайлэб" (см. ниже).

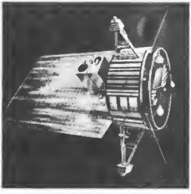


Рис. 24. Обсерватория ОСО-8.

Значительным шагом в исследованиях Солнца был запуск в 1980 г. — в период максимума солнечной активности—обсерватории СММ (SMM — "Solar Maximum Mission") на орбиту, аналогичную станциям ОСО. Обсерватория СММ представляла собой конструкцию длиной 4 м и поперечником 2,3 м, состоящую из двух частей — модуля научной аппаратуры и модуля служебных систем [22]. Точность стабилизации на гироскопах у СММ была улуч-

шена до 0″,02. На рис. 25 показана схема обсерватории СММ. Поля зрения всех солнечных инструментов были соосны с продольной осью спутника. При записи информации с приборов СММ на бортовое ЗУ поток данных достигал 2 кбит/с, а при телеметрической связи в режиме непосредственной передачи на НИП в зоне видимости информативность телеметрического канала могла быть повышена до 256 кбит/с. Кроме того, блоки памяти на борту могли хранить до 40 000 8-битных слов.

Прогресс в развитии рентгеновской и гамма-астрономии обусловил создание и вывод на околоземные орбиты в 1977—1979 гг. трех тяжелых обсерваторий ХЕАО (HEAO — "High-Energy Astronomical Observatory"). Обсерватории имели примерно цилиндрическую форму длиной 12 и диаметром 3 м. Спутники ХЕАО-1 и -3 имели одноосную ориентацию на Солнце и стабилизировались вращением вокруг поперечной оси цилиндра с периодом 10—30 мин. При этом приборами, размещенными на обсерватории, вся небесная сфера охватывалась сканированием один раз за полгода вслед за движением Солнца по эклиптике. Применение звездных датчиков с высоким разрешением позволило довести точность определения ориентации обсерватории ХЕАО-1 до 4 — 5″. На обсерватории ХЕАО-2 ("Обсерватория им. Эйнштейна") был размещен телескоп для получения изображений внесолнечных источников излучения в диапазоне 0,1 — 4 кэВ. Наблюдения

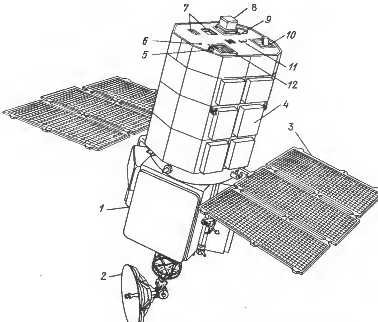


Рис. 25. Обсерватория СММ. *1* — Модуль служебных систем, *2* — остронаправленная антенна, *3* — СБ, *4* — модуль научной аппаратуры, *5* — солнечный датчик, *6* — датчик-монитор полного солнечного потока, *7* — входное окно рентгеновского кристаллического спектрометра, *8* — солнечный коронограф-поляриметр, *9* — детектор рентгеновских всплесков, *10* — ультрафиолетовый спектрометр, *11* — детектор гамма-излучения, *12* — прибор для получения изображений солнечного диска в рентгеновском диапазоне.

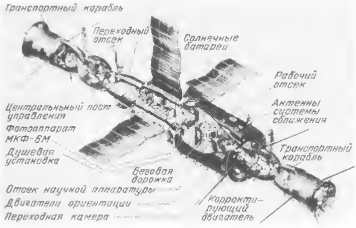


Рис. 26. ОКС "Салют-6" с двумя пристыкованными транспортными кораблями.

проводились в режиме трехосной ориентации с точностью наведения оси в заданную точку до ± 30″ и стабилизацией до 15″ за один виток (90 мин). При использовании диссекторных звездных датчиков координаты оси телескопа могли быть уточнены до 2″, что определяло наивысшую возможную точность локализации рентгеновских источников на небесной сфере. Но при таких малых ошибках локализации одной из основных на этапе конструирования стала проблема предотвращения тепловых изгибов конструкции телескопа. Поэтому в состав обсерватории были включены несколько активных и пассивных контуров СТР, обеспечивших постоянство температур всех элементов телескопа с колебаниями, не превышавшими 1 К.

Информативность телеметрических каналов обсерваторий ХЕАО доходила до 25 кбит/с.

В СССР для астрономических наблюдений широко используются пилотируемые КА и орбитальные космические станции (ОКС). На советских ОКС "Салют" можно устанавливать научную аппаратуру массой до 1,5 т. Конструктивно орбитальный блок станции "Салют" (рис. 26) массой 19 т и длиной 15 м состоит из двух герметичных отсеков -- переходного и рабочего (с общим герметичным объемом в 100 м^3) и негерметичного агрегатного [23]. На переходном отсеке размещен стыковочный узел для стыковки транспортных кораблей "Союз". У станций "Салют-6" и "Салют-7" на агрегатном отсеке был установлен дополнительный стыковочный узел (вместо агрегатного отсека). Наличие его значительно увеличило потенциал станции — появилась возможность проводить долговременные пилотируемые полеты, принимать краткосрочные экспедиции посещения, устанавливать на станции дополнительное оборудование,доставленное кораблями "Прогресс".

На ОКС "Салют" для размещения крупногабаритных научных инструментов в открытом пространстве внутри рабочего отсека расположен отсек научной аппаратуры (ОНА) в виде конуса с диаметром основания около 2 м и высотой 4 м. Внутри рабочего отсека станции располагаются визирные устройства, ручки управления и другие устройства для контроля и управления работой инструментов, установленных в ОНА. Связь с приборами,

находящимися в открытом пространстве, осуществляется через герметичные фланцы.

В корпусе ОКС расположено около 30 иллюминаторов, в которых устанавливаются всевозможные оптические приборы. В частности, при стабилизации станции в режиме инерциальной трехосной ориентации с участием экипажа контроль положения проводится по астроориентатору, установленному в иллюминаторе. Наблюдения могут проводиться и в других режимах ориентации — в орбитальной системе, режиме вращения вокруг выбранной оси, стабилизации на Солнце.

Вместе с двумя пристыкованными кораблями "Союз" станция имеет длину 29 м и общую массу 32,5 т.

Большие возможности ОКС "Салют" обусловливают исключительно широкий и разнообразный объем проводимых на них научных исследований. Так, ОКС "Салют-6" работала на околоземной орбите с 1977 г. около пяти лет, в том числе в пилотируемом режиме — 676 суток. С 1982 г. проводятся исследования на ОКС "Салют-7". За время действия этих станций, на них работали несколько основных экипажей космонавтов и экспедиции посещения, в составе которых находились представители восьми социалистических стран Франции и Индии.

К станциям "Салют-6 и 7" были пристыкованы тяжелые спутники новой конструкции "Космос-1267" и "Космос-1443", причем если работа комплекса "Салют-6" — "Космос-1267" проводилась в автоматическом режиме, то с кораблем "Космос-1443", состыкованным с ОКС "Салют-7" в марте 1983 г. и доставившим около 3 т различного оборудования, с июня по сентябрь 1983 г. работала экспедиция космонавтов В.А. Ляхова и А.П. Александрова. Общая масса комплекса кораблей "Космос-1443", "Салют-7" и "Союз Т-9" (доставившего экспедицию космонавтов на станцию "Салют-7") составляла 47 т. После окончания исследований спускаемый аппарат спут-

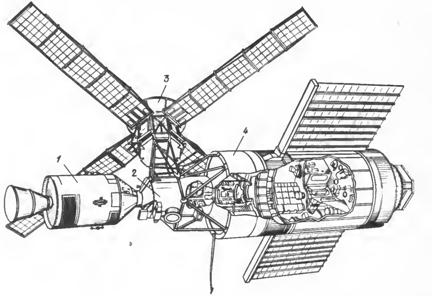


Рис. 27. ОКС "Скайлэб". *1* — КК "Аполлон", *2* — причальный отсек, *3* — платформа АТМ с солнечными телескопами, *4* — шлюзовая камера.

ника "Космос-1443" доставил на Землю около 500 кг различных грузов и материалов экспериментов.

В 1973—1974 гг. на околоземной орбите проводились астрономические наблюдения с помощью инструментов, размещенных на американской ОКС "Скайлэб" ("Skylab"). Станция делилась на несколько блоков, основные из которых указаны на рис. 27. Основой станции являлся орбитальный блок [24], в котором находились рабочие и жилые помещения для экипажа станции, а также пульты управления научными и бортовыми системами. ОКС "Скайлэб" была выведена на орбиту 14 мая 1973 г. и функционировала в течение 9 месяцев. За это время на станции работали три экспедиции, продолжавшиеся от 28 до 84 суток. Астрономические исследования на ОКС "Скайлэб" были направлены, прежде всего, на изучение Солнца. Поэтому для размещения восьми солнечных телескопов была разработана специальная платформа АТМ ("Apollo Telescope Mount"). Во время выведения платформа была закреплена вдоль продольной оси станции перед причальным отсеком, а после выведения на орбиту повернута на 90° (как показано на рис. 27), освободив причальный отсек для стыковки транспортных КК "Аполлон".

Платформа АТМ имела цилиндрическую форму диаметром 3,4 м, длиной 4,5 м и массой 5 т. Солнечные телескопы размещались внутри платформы в отсеке диаметром 2,1 и длиной 3 м, разделенном на четыре квадранта. Данный отсек мог поворачиваться относительно платформы на ± 2° в двух направлениях, перпендикулярных продольной оси (т.е. оси, направленной на Солнце), и вращаться на ± 120° вокруг нее.

Такая конструкция давала возможность довести точность стабилизации на Солнце по двум осям до 2″,5. Разгрузка гироскопов производилась с использованием гравитационного момента станции, а также с помощью реактивных движков.

Изображения и спектры Солнца, полученные в процессе наблюдений, регистрировались на фотопленку, а смена кассет проводилась во время операций выхода в открытый космос.

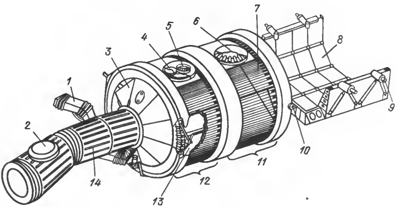


Рис. 28. ОКС "Спейслэб". *1* — Шланг с электрическими колебаниями, *2* — люк для выхода в открытый космос, *3* — лабораторный отсек, *4* — иллюминатор, *5* — окно для оптических наблюдений, *6* — шлюз для выноса приборов в космос, *7* — ЭВТИ, *8* — открытая платформа, *9* и *10* — места крепления к космическому кораблю, *11* — секция с научным оборудованием, *12* — секция с бортовыми системами, *13* — герметичная стенка, *14* — туннель в кабину КК.

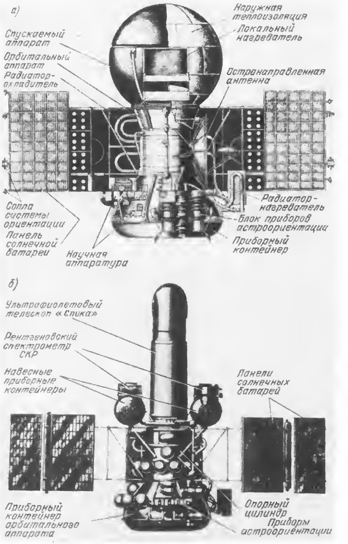


Рис. 29. а) Советские АМС "Венера-11 и 12". *б*) Общий вид автоматической астрономической станции "Астрон".

В настоящее время по соглашению между НАСА и европейской космической организацией ЕСА (ESA – European Space Agency) разрабатывается проект космической станции "Спейслэб" [25]. В качестве основы для станции выбрана секционно-блочная конструкция, обеспечивающая большую гибкость при установке приборов различного назначения (рис. 28). Предполагается выведение на орбиту различных телескопов инфракрасного, оптического, ультрафиолетового и рентгеновского диапазонов. Станция будет состоять из лабораторного герметизированного отсека, в котором разместятся научные и служебные системы, и открытых плат-

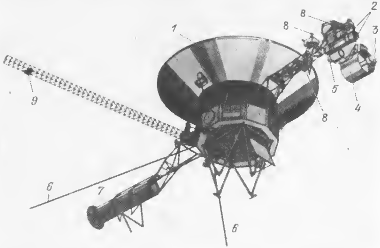


Рис. 30. КА "Вояджер". *1* — Остронаправленная антенна, *2*— телевизионные камеры, *3*— ультрафиолетовый спектрометр, *4* — инфракрасный спектрометр-радиометр, *5* — фотополяриметр, *6* — антенны для регистрации радиоизлучения планет, *7* — радиоизотопный генератор, *8* — приборы для исследования космических лучей и межпланетной плазмы, *9* — магнитометр.

форм. В лабораторном отсеке будет работать экипаж станции, а астрономические инструменты (массой до 2—4 т) разместятся на платформах[1].

Одной из важных характерных черт исследований на АМС является наличие двух фаз полета — участка межпланетной трассы, на котором планетные исследования если и могут проводиться, то в весьма ограниченном объеме, и фазы наблюдений и экспериментов на околопланетном участке траектории, а также на поверхности планеты. В последнем случае основное внимание, естественно, уделяется исследованиям планеты, в то время как достаточно обширные и длительные наблюдения Солнца и звезд обычно проводятся на межпланетном участке. В СССР подобные эксперименты ставятся на АМС типа "Марс" и "Венера", в США — на АМС серий "Маринер" ("Mariner"), "Вояджер" ("Voyager") и других.

Советские АМС "Венера" массой до 5 т (рис. 29,*а*) могут проводить наблюдения в нескольких режимах ориентации, в том числе при одноосной ориентации на Солнце (в этом случае станция медленно вращается с периодом в 12 минут), в режиме ориентации остронаправленной параболической антенны на Землю или при трехосной солнечно-звездной ориентации с точностью до $\sim 1'$ [23]. В последнем случае в качестве опорных звезд выбираются Канопус, Вега или Сириус.

На основе АМС "Венера" была разработана и успешно запущена 23 марта 1983 г. на высокоапогейную орбиту (с апогеем в 200 000 км, перигеем в 2000 км и периодом обращения в четверо суток) автоматическая астрономическая станция "Астрон", в которой на месте спускаемого аппарата был установлен самый большой в мире ультрафиолетовый телескоп "Спика" с диаметром главного зеркала в 80 см (рис. 29,*б*). Этот инструмент

[1] Первый полет станции "Спейслэб" состоялся в 1983 г.

был разработан в Крымской астрофизической обсерватории АН СССР. Кроме того, на станции "Астрон" установлен рентгеновский спектрометр СКР.

Астрономические наблюдения на станции "Астрон" проводятся в режиме трехосной солнечно-звездной ориентации с точностью наведения оси телескопа на исследуемый источник, равной 5′; в то время как остаточные скорости ухода осей при стабилизации станции не превышают 0,005 град/с; наблюдения одного источника в таком режиме длятся до нескольких часов [30].

В качестве примера АМС, предназначенных для исследований внешних планет Солнечной системы, можно привести КА "Вояджер", выведенные в 1977 г. на траектории с пролетом вблизи Юпитера и Сатурна, и сейчас находящиеся на пути к Урану и Нептуну.

КА были выполнены в виде двенадцатигранных призм (см. рис. 30) диаметром 1,8 м, к которым крепились остронаправленные антенны диаметром 3,7 м и фермы с установленными на них комплексами научных приборов, магнитометрами и изотопными генераторами [26]. Научные приборы занимали по массе около 90 кг при общей массе КА в 825 кг. Телеметрическая система обеспечивала передачу телевизионных изображений с орбиты Юпитера со скоростью 115 кбит/с (при мощности передатчика 26 Вт), с орбиты Сатурна — 44 кбит/с, так что, например, передача одного телевизионного изображения Юпитера занимала 48 с. КА "Вояджер" вдоль трассы следования имел постоянную трехосную ориентацию на Землю, поддерживаемую с помощью солнечного и звездного датчиков и реактивных движков.

ЛИТЕРАТУРА

1. Сб. "Автоматические межпланетные станции". — М.: Наука, 1973, 280 с.
2. *Крейнин Л.Б., Григорьева Г.М.* Солнечные батареи в условиях воздействия космической радиации. — Итоги науки и техники, сер. "Исследование космического пространства". — М.: ВИНИТИ, 1979. — т. 13, 126 с.
3. *Брунс А.В., Бенюх В.В.* — Известия КрАО, 1980, т. 61, с. 173.
4. *Саломонович А.Е., Сидякина Т.М., Хайкин А.С. и др.* — Космические исследования, 1981, т. 19, с. 154.
5. *Саломонович А.Е., Бакун В.Н., Ковалев В.С.* и др. — Препринт ФИАН № 60, 1979.
6. Инженерный справочник по космической технике/Под ред. А.В. Солодова. — М.: Воениздат, 1977, 430 с.
7. *Крэсснер Г.Н., Михаелс Дж. В.* Введение в системы космической связи. — М.: Связь, 1976, 392 с.
8. *Раушенбах Б.В., Токарь Е.Н.* Управление ориентацией космических аппаратов. — М.: Наука, 1974, 600 с.
9. *Рабовский А.Е. — В кн.:* Методы и системы навигации, наведения и управления космических летательных аппаратов. — Итоги науки и техники, сер. "Исследование космического пространства". — М.: ВИНИТИ, 1972, с. 7.
10. *Брунс А.В.* — Известия КрАО, 1979, т. 59, с. 211.
11. *Кочетков В.И.* Системы астрономической ориентации космических аппаратов. — М.: Машиностроение, 1980, 144 с.
12. *Mayer W.* — In: X-Ray Astronomy in the near future. — Neuilly-sur-Seine: ESRO SP—87, 1974, p. 31.
13. *Кауров Э.Н.* — Космические исследования. 1972, т. 10, с. 14.
14. *Аллен К.У.* Астрофизические величины. — М.: Мир, 1977, с. 350.
15. *Gursky H., Schwartz D.* — In: X-Ray Astronomy/Ed. R. Giacconi and H. Gursky. — Dordrecht: Reidel, 1974, p. 25.
16. *Евдокимов В.П., Покрас В.М.* Методы обработки данных в научных космических экспериментах. — М.: Наука, 1977, 175 с.
17. *Шаталов В.А., Селетков С.В., Скребушевский Б.С.* Применение ЭВМ в системе управления космическим аппаратом. — М.: Машиностроение, 1974, 207 с.
18. *Васильев В.М., Молодцова Л.И., Николаев В.Ф. и др.* — Препринт ИКИ АН СССР Д-213, 1975.

19. *Крат В.А., Котляр Л.М.* Стратосферная астрономия. — Л.: Наука, 1976, 152 с.
20. *Rogerson J.B.* — Space Science Rev., 1963, v. 2, p. 621.
21. Автоматические станции "Прогноз". — Препринт ИКИ АН СССР Пр-140, 1972.
22. *Bohlin J.D., Frost K.J., Burr P.T. et al.* — Solar Phys., 1980, v. 65, p. 5.
23. Космические исследования, выполненные в СССР в 1975 г. — М.: Наука, 1976, 80 с.
24. *Бэлью Л., Стулингер Э.* Орбитальная станция "Скайлэб". — М.: Машиностроение, 1977, 232 с.
25. Европейская космическая лаборатория "Спейслэб". — В кн.: "Космические аппараты". — М.: Мир, 1975, с. 34.
26. *Kohlhase C.E., Penzo P.A.* — Space Science Rev., 1977, v. 2, p. 77.
27. *Береговой Г.М., Тищенко А.А., Шибанов Г.П., Ярополов В.И.* Безопасность космических полетов. — М.: Машиностроение, 1977, 264 с.
28. *Хофман У.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред. Дж.Фацио. — М.: Мир, 1979, с. 163.
29. *Глушко В.П.* Развитие ракетостроения и космонавтики в СССР. — М.: Машиностроение, 1981, 205 с.
30. *Котельников В.А.* — Земля и Вселенная, 1983, № 4, с. 2.

ГЛАВА 2

РАДИОАСТРОНОМИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ В КОСМОСЕ

§ 1. Результаты внеатмосферных радиоастрономических наблюдений

Как уже говорилось, ионосфера Земли непрозрачна для радиоизлучения с частотой меньше 10 МГц (см. формулу (8.6)), и поэтому для регистрации таких радиоволн, приходящих из космоса, антенны необходимо выносить за пределы ионосферы. Такие эксперименты с использованием штыревых и дипольных антенн начали проводиться на ИСЗ и АМС с начала 60-х годов. Первые результаты в этом спектральном диапазоне были получены при наблюдениях на спутниках "Ариэль-2", "Электрон-1 и 2", космических аппаратах "Зонд-2 и 3", АМС "Венера-2" и др. При этом длина антенн не превышала нескольких метров и была гораздо меньше длины волны регистрируемого излучения, а значит диаграммы направленности антенн были близки к дипольным и вследствие этого угловое разрешение — невысоким (порядка одного стерадиана). Отметим, что задача получения высокого углового разрешения в длинноволновом радиодиапазоне не решена полностью до сих пор, хотя в результате увеличения длины антенн и применения антенн специальной конфигурации, а также развития методики наблюдений наилучшее угловое разрешение в этой области спектра доведено до $\sim 15'$.

В настоящее время объектами исследований в длинноволновом радиодиапазоне являются галактическое диффузное излучение, солнечные всплески, а также радиоизлучение Земли и планет.

1. *Галактический радиофон.* На частотах более 10 МГц наблюдаемая степенная форма спектра фонового излучения внесолнечного происхождения объясняется синхротронным (т.е. нетепловым) излучением релятивистских электронов, движущихся в межзвездных магнитных полях. При синхротронном механизме спектр излучения отдельного электрона с энергией E_e, выраженной в электронвольтах, имеет широкий максимум на частоте $0{,}3\nu_c$, где

$$\nu_c = 1{,}6 \cdot 10^{-5} H_\perp E_e^2 \text{ Гц} \qquad (2.1)$$

и через $H_\perp$ обозначена величина компоненты магнитного поля, перпендикулярной к вектору скорости электрона. Если распределение электронов подчиняется степенному закону

$$N_e^{\cdot}(E_e) \propto E^{-\alpha} \text{ электронов/(см}^2 \cdot \text{с} \cdot \text{ср} \cdot \text{Гэв)}, \qquad (2.2)$$

то суммарный спектр синхротронного излучения также имеет степенную форму:

$$j(E) \propto E^{-\frac{\alpha-1}{2}} \text{ Вт/(м}^2 \cdot \text{ср} \cdot \text{Гц)}. \qquad (2.3)$$

Таким образом, по параметрам спектра излучения можно оценить спектр и плотность электронов, а также величину магнитного поля в областях генерации фотонов.

На низких частотах в 5—10 МГц наблюдаемый спектр диффузного излучения находится в согласии с данными наземных радионаблюдений и имеет степенной вид с показателем степени $(\alpha - 1)/2 = 0{,}5$ [1]. Но поскольку в межзвездной среде галактического диска магнитное поле составляет около 5 мкЭ, то радиоволны с такими частотами излучаются электронами с энергией $E_e \sim 0{,}5$ Гэв. Тогда в предположении, что излучение приходит из области размером около 4 кпс (обоснование этой величины будет дано ниже), из наблюдаемой интенсивности получается оценка потока электронов таких энергий — $3 \cdot 10^{-2}$ электронов/(см^2 · с · ср · Гэв). В то же время прямые измерения электронов космических лучей, проводимые с ИСЗ, дают величины потоков, в несколько раз меньшие. Такое расхождение результатов связано с эффектом модуляции космических лучей солнечным ветром — электроны с энергией менее 5 Гэв эффективно "выметаются" из окрестностей Солнца давлением солнечных космических лучей. Таким образом, измерения низкочастотного фона представляют собой независимый от эффектов солнечной активности метод оценки концентрации космических лучей в Галактике.

На частотах ~ 3 МГц в спектре галактического фона наблюдается максимум интенсивности величиной около 10^{-20} Вт/(м^2 · ср · Гц), так что на более низких частотах интенсивность излучения падает с уменьшением частоты. Естественным объяснением этому факту является свободно-свободное поглощение в межзвездной среде; при этом оптическая толщина определяется выражением

$$\tau = 10^{-2} \frac{n_e^2 l}{T^{3/2} \nu^2} \ln (5 \cdot 10^7 T^{3/2} \nu^{-1}), \qquad (2.4)$$

где n_e — плотность свободных электронов межоблачной плазмы, T — температура и l — расстояние до источника фотонов. Форма спектра излучения на низких частотах согласуется с расчетной при $n_e = 0{,}03$ см$^{-3}$ и $T = 4000$К. В этом случае оптическая толщина, равная 1, на частоте 3 МГц соответствует расстоянию в 4 кпс, что и определяет эффективный размер области, откуда радиоизлучение на данной частоте достигает Земли.

С ростом частоты выше 3 МГц для наблюдений становятся доступными все более удаленные от Солнца области и, соответственно, распределение яркости по небу все более концентрируется к галактической плоскости. Так, на частоте в 7 МГц, где единичной оптической толщине при указанных параметрах межзвездной среды соответствует расстояние в 20 кпс, интенсивность в направлении на центр Галактики составляет $6 \cdot 10^{-20}$Вт/(м^2 · ср · Гц), уменьшаясь в несколько раз при удалении от галактической плоскости. Кроме того, становится заметным усиление потока в направлениях на близкие к Солнцу радиоисточники — старые остатки сверхновых — Северный Полярный Шпур и арку в созвездии Кита.

Итак, наблюдения длинноволнового радиоизлучения несут информацию о параметрах межзвездной среды, крупномасштабном распределении вещества в Галактике, спектре и распределении релятивистских электронов, а также в некоторой степени о модуляции космических лучей солнечным ветром.

2. *Солнечные радиовсплески.* Солнечная корона имеет температуру порядка 10^6 К, так что поток теплового радиоизлучения на низких частотах весьма мал — порядка 10^{-26} Вт/(м^2 · Гц). В то же время от Солнца в длинноволновом радиодиапазоне исходят мощные всплески излучения нетепловой природы, поток в которых достигает 10^{-16} Вт/(м^2 · Гц). Данные

всплески в большинстве случаев относятся к III типу, т.е. характеризуются полосой частот в несколько мегагерц в каждый момент времени, и уменьшением средней частоты всплеска на порядок за время в 5—10 минут.

В последние годы в области низких радиочастот наблюдались и солнечные всплески других типов.

Всплески являются результатом возбуждения коллективных механизмов излучения солнечной и межпланетной плазмы. В магнитоактивной плазме при появлении возмущений могут возбуждаться колебания различных типов, которые гораздо более эффективно преобразуют энергию волн в излучение, чем "одночастичные" механизмы (например, тормозное и синхротронное излучение электронов). В качестве примера можно указать на рождение ленгмюровских волн с частотой собственных колебаний плазмы:

$$\omega_e = \left(\frac{4\pi n_e e^2}{m_e}\right)^{1/2} \text{ рад/с,} \tag{2.5}$$

возбуждение колебаний на гирочастоте:

$$\omega_H = \frac{eH}{m_e c} \text{ рад/с,} \tag{2.6}$$

появление магнитозвуковых волн и т.д. Инициируют же такие колебания пучки электронов, выбрасываемые из активных областей Солнца и ускоренные в них до субрелятивистских скоростей в (3—10) $\cdot 10^4$ км/с. По мере удаления от Солнца одновременно с расширением пучка частиц падает плотность окружающей плазмы, что и объясняет уменьшение средней частоты всплеска со спадом потока. Так, если наземные радионаблюдения в диапазоне 10—600 МГц позволяют наблюдать источники солнечных всплесков на расстояниях, не превышающих пять солнечных радиусов (от центра солнечного диска), то в длинноволновом радиодиапазоне с уменьшением частоты до 30 кГц возможно исследование эволюции источников при их движении вплоть до земной орбиты. Такие наблюдения в последние годы систематически проводятся на станциях "Прогноз", спутниках "Интеркосмос-Коперник-500" и ИСЕЕ, а также на других значительно разнесенных в пространстве КА – спутниках "Хаукай" ("Hawkeye") с апогеем до 20—40 радиусов Земли, искусственных спутниках Солнца "Гелиос" ("Helios"), АМС "Вояджер" на расстояниях до 10 а.е. и т.д. (см. табл. 3). Отметим также, что наблюдения на частоте в 169 МГц по программе "Стерео-1" радиоантеннами в Нанси (Франция) и на советской АМС "Марс-3" впервые привели к выводу о том, что излучение из областей генерации всплесков III типа распространяется не изотропно, а с углом раствора, не превышающим 25°.

3. *Радиоизлучение планет* интенсивно исследовалось как наземными радиотелескопами, так и бортовыми антеннами, установленными на АМС. Так, длинноволновое радиоизлучение Юпитера на частоте в 200 кГц впервые было зарегистрировано во время полета советских АМС "Зонд-3" и "Венера-2" в 1965 г. Вообще в среднем поток от Юпитера составляет около 10^{-20} Вт/(м$^2\cdot$Гц), возрастая до 10^{-15} Вт/(м$^2\cdot$Гц) в мощных нетепловых всплесках.

При одновременных наблюдениях по программе "Стерео-5" антеннами в Нанси и на АМС "Марс-7" на частотах в 30 и 60 МГц была обнаружена анизотропность всплескового излучения Юпитера, а в последние годы его длинноволновое радиоизлучение детально исследовалось с КА "Вояд-

жер-1 и 2". Эти же аппараты при пролете вблизи Сатурна впервые обнаружили его нетепловое радиоизлучение — всплески на частотах около 200 кГц, а также короткие (~ 0,1 с) импульсы в широкой полосе частот от 20 кГц до десятков мегагерц, вероятно связанные с электростатическими разрядами, происходящими в кольцах Сатурна.

В частотном диапазоне от 10 до 80 кГц с АМС "Венера-11 и 12" были зарегистрированы радиоимпульсы от молний в атмосфере Венеры, следующих друг за другом с частотой до 40 c^{-1}. Энерговыделение в таких молниях близко к земным [2].

Сама Земля представляет собой источник низкочастотного радиоизлучения с максимумом на частотах в 100—300 кГц. При этом имеются две компоненты излучения: а) слабый нетепловой континуум на уровне $\sim 10^{-19}$ Вт/(м^2 · ср · Гц), генерирующийся в магнитосфере Земли, и б) спорадические вспышки излучения, с интенсивностью до 10^{-12} Вт/(м^2 · ср · Гц) и полной мощностью излучения до 10^9 Вт, которые рождаются в авроральных областях на расстояниях более двух земных радиусов. Двумерная картина распределения земного километрового радиоизлучения детально изучалась при работе спутника РАЕ-2 на окололунной орбите; при этом карты распределения излучения получались при покрытиях Луной околоземных областей.

4. *Наблюдения микроволнового реликтового фона.* На длинах волн менее ~ 1 см космическое радиоизлучение существенно ослабляется при прохождении через атмосферу Земли, а тепловое излучение самой атмосферы достигает эффективных температур в десятки — сотни кельвинов (в зависимости от зенитного угла наблюдений, времени суток и т.д.). В то же время максимум излучения метагалактического "реликтового" фона с температурой в 3 К приходится как раз на длины волн в несколько миллиметров, и поэтому для уверенной регистрации этой компоненты излучения необходимо выносить антенные и радиометрические устройства на баллонные высоты. В таких экспериментах на частотах в 20—50 ГГц эффективная температура излучения остаточной атмосферы понижается до 0,01 К с соответствующим повышением чувствительности наблюдений, что, в частности, позволило обнаружить анизотропию фонового распределения (дипольную компоненту), которая связана, по-видимому, с "абсолютным" (относительно фона) движением Солнечной системы в пространстве со скоростью в 300 км/с. Сообщалось также и о возможной регистрации квадрупольной составляющей реликтового фона на уровне 0,5 мК [3].

§ 2. Работа антенн в космосе

При подъеме антенны выше уровня, где плотность электронов земной ионосферы максимальна, становится возможным регистрация космического длинноволнового радиоизлучения. Но при этом, поскольку Земля окружена плазменной оболочкой, которая в свою очередь переходит в межпланетную плазму, следует учитывать влияние этой среды на работу антенны.

Прежде всего, плотность электронов, определяющая величину $\nu_{\text{кр}}$ (см. (В.6)), не падает до нуля, а (в экваториальной плоскости) изменяется в зависимости от расстояния так:

$$n_e = 1{,}35 \cdot 10^5 \left(\frac{R_З}{R}\right)^4 \text{ см}^{-3}, \tag{2.7}$$

т.е. $\nu_{\text{кр}} \propto n_e^{1/2} \propto R^{-2}$. Кроме того плотность n_e на данной высоте уменьшается с ростом геомагнитной широты наблюдений, так что $\nu_{\text{кр}}$ зависит и от параметров орбиты КА. Так, например, на высотах порядка 6000 км $\nu_{\text{кр}}$ изменяется от 0,6 МГц на экваторе до 0,2 МГц на широте в 60°. На значительном удалении от Земли критическая частота приема определяется плотностью электронов межпланетной плазмы и составляет около 10 кГц, что и определяет минимально возможную частоту регистрации излучения, приходящего извне Солнечной системы.

Далее, из-за наличия магнитного поля Земли появляется еще одна характерная величина — гирочастота $\nu_H = \omega_H/2\pi$ (ср. (2.6)). Кроме того, намагниченная плазма ведет себя как двоякопреломляющая среда с оптической осью в направлении магнитного поля. При этом происходит разделение падающего излучения на обыкновенный и необыкновенный лучи. Показатель преломления для обыкновенного луча, как и ранее, определяется из (В.6), а для необыкновенного луча он равен

$$n_x = \left| 1 - \frac{\nu_{\text{кр}}^2}{\nu(\nu - \nu_H)} \right|^{1/2} \qquad (2.8)$$

с появлением новой характерной частоты отражения излучения, падающего извне.

Таким образом, наличие магнитосферной плазмы приводит, во-первых, к зависимости коэффициента поглощения излучения от направления прихода, во-вторых, к генерации интенсивных шумов в тех частотных диапазонах, где эффективно возбуждаются плазменные волны, и, в-третьих, к некоторой рефракции излучения. Следует отметить также, что естественные и искусственные радиошумы земного происхождения (авроральные области, грозы, радиопередатчики) переменны в зависимости как от географических координат, так и от времени суток, геомагнитной активности и т.д.

В свою очередь, антенну можно рассматривать как систему с активной R_ϵ и емкостной C_ϵ компонентами сопротивления излучения. Полный импеданс антенны записывается как $Z_\epsilon = R_\epsilon + iC_\epsilon$, где $i = \sqrt{-1}$. В свою очередь $R_\epsilon = n_0 R_0$ и $C_\epsilon = n_0^2 C_0$, где R_0 и C_0 относятся к случаю отсутствия свободных электронов ($n_e = 0$). С уменьшением n_0 уменьшаются составляющие импеданса и, следовательно, уменьшается величина сигнала на выходе антенны. Так как локальная плотность электронов в околоземной области испытывает вариации, обусловленные солнечной активностью и другими факторами, и переменна при движении КА по орбите, в состав аппаратуры необходимо вводить специальные устройства для определения реальных параметров антенны при наблюдениях.

Вышеперечисленные факторы обусловили естественное стремление разработчиков аппаратуры к проведению наблюдений на большом удалении от Земли — орбитах высокоапогейных ИСЗ, искусственных спутниках Луны и Солнца, АМС (см. табл. 3).

Для регистрации длинноволнового излучения в качестве антенны используются монопольный штырь, электрическая дипольная атненна или магнитный диполь рамочной формы.

Для штыревой антенны волновое сопротивление

$$R_\epsilon = 40\pi^2 \frac{l^2}{\lambda^2} \text{ Ом}, \qquad (2.9)$$

где l — длина штыря. При равновесной температуре антенны в поле излучения ее эффективная яркостная температура определяется как $T_0 = j\lambda^2/2k$.

Таблица 3

Космические аппараты, на которых проводились исследования длинноволнового радиоизлучения

№№	Название КА	Год запуска	Тип орбиты	Высота апогея, тысячи км	Тип антенны	Длина антенны, м	Диапазон частот, МГц
1	"Зонд-3"	1965	АМС		штырь	3,75	0,02–2,2
2	"Электрон-4"	1964	высокоапог.	66	штырь	3,75	0,7–2,3
3	"Венера-2"	1965	АМС к Венере	–	штырь	3,75	0,03–1
4	"Ариэль-2"	1964	ИСЗ	1,3	диполь	40	0,6–3,5
5	"Луна-11"	1966	ИС Луны	1,2 (апоселений)	штырь	3,75	0,03–1
6	РАЕ-1	1968	ИСЗ	6	две V-обр., диполь	230 37	0,45–9,2 0,2–5,4
7	ИМП-6	1971	высокоапогейная	210	3 диполя	55 и 2 × 92	0,05–3,5 и 0,03–9,9
8	"Прогноз-1–8"	1972–1980	высокоапогейная	200	рамочная	$S = 1,8$ м²	0,05–1
9	РАЕ-2	1973	ИС Луны	1 (апоселений)	две V-обр., диполь	230 37	0,025–13 0,25–9,2
10	"Интеркосмос–Коперник-500"	1973	ИСЗ	1,5	2 диполя	15	0,45–6
11	"Хаукай-1"	1974	полярная	131	диполь	43	$1,78 \cdot 10^{-3}$ – – 0,178
12	"Гелиос-1"	1974	околосолн	1 а.е. (афелий)	диполь	32	0,003–3
13	"Вояджер-1–2"	1977	АМС к внешним планетам	–	2 штыря	2 × 10	10^{-3}–40
14	ИСЕЕ-3	1978	точка либрации Земля – Солнце	$1,5 \cdot 10^3$	2 диполя	15 и 90	0,03–2

В то же время шумовое напряжение на концах антенны с температурой $T_а$ можно записать в виде

$$U^2 = 4kT_а R_\epsilon \Delta\nu \text{ В}^2, \tag{2.10}$$

где $\Delta\nu$ — полоса принимаемых частот. Тогда связь между регистрируемой интенсивностью и напряжением на антенне из (2.10):

$$j = \frac{U^2}{2\lambda^2 R_\epsilon \Delta\nu} \text{ Вт/(м}^2\cdot\text{Гц}\cdot\text{ср)}. \tag{2.11}$$

В случае монопольного штыря

$$j = \frac{U^2}{80\pi^2 l^2 \Delta\nu}, \tag{2.12}$$

а для электрического диполя волновое сопротивление в 2 раза больше и соответственно

$$j = \frac{U^2}{160\pi^2 l^2 \Delta\nu}. \tag{2.13}$$

Флуктуационная чувствительность аппаратуры определяется (в случае, когда антенна принимает только полезный сигнал) уровнем шумов приемника $W_ш$. Величина $W_ш$ связана с шумовой температурой приемного устройства следующим образом:

$$W_ш = kT_ш \Delta\nu \text{ Вт}. \tag{2.14}$$

Чувствительность аппаратуры в единицах антенной температуры можно записать так:

$$T_{а\,\min} = A \frac{T_ш}{(\Delta\nu\Delta t)^{1/2}} \text{ К}, \tag{2.15}$$

где коэффициент $A \geqslant 1$ определяется типом приемника и видом модуляции, Δt — время накопления сигнала с выхода антенны, а поток от дискретного источника связан с антенной температурой формулой

$$F = \frac{kT_а}{2S_{эфф}} \text{ Вт/(м}^2\cdot\text{Гц)}, \tag{2.16}$$

где $S_{эфф}$ — эффективная площадь — для изотропной антенны составляет $\lambda^2/4\pi$ [4].

Отметим еще одну компоненту шума в антеннах. При удалении антенны за радиационные пояса Земли влияние магнитосферы ослабевает. Но межпланетное пространство заполнено солнечным ветром с плотностью в несколько частиц в кубическом сантиметре на орбите Земли и температурой около $2\cdot10^5$ К. Тогда дебаевский радиус, определяющий минимальный масштаб, при котором плазма может еще считаться квазинейтральной, составляет

$$R_Д = \left(\frac{kT}{8\pi n_e e^2}\right)^{1/2} \sim 7 \text{ м} \tag{2.17}$$

и в антеннах длиной менее $R_Д$ флуктуации заряда вызывают дробовой шум, препятствующий приему полезного сигнала.

Этого недостатка лишена рамочная антенна, реагирующая на магнитную компоненту потока. У магнитного диполя сопротивление излучения

$$R_{\epsilon} = 960\pi^3 \left(\frac{NS}{\lambda^2} \right)^2 \text{ Ом}, \tag{2.18}$$

где N — число витков в контуре и S — его площадь. Тогда

$$j = \frac{\lambda^2 U^2}{1920\pi^3 S^2 N^2} \text{ Вт/ (м}^2 \cdot \text{Гц} \cdot \text{ср)} . \tag{2.19}$$

§ 3. Измерения длинноволнового радиоизлучения

1. *Приборы высокоапогейных спутников и АМС.* Первые наблюдения за пределами ионосферы кроме регистрации космического излучения имели и другую не менее важную цель — выяснение общей фоновой обстановки и определение условий регистрации радиоволн.

На спутниках серий "Электрон" , "Зонд", "Луна", "Венера" для приема излучения в диапазоне от 20 кГц до 2 МГц использовался диполь, одним из плеч которого служил штырь длиной 2,5 — 4 м, а другим — корпус самого КА (рис. 31). Такая конструкция по величине волнового сопротивления эквивалентна диполю длиной около 3 м [5]. Излучение регистрировалось в полосах шириной 5—10% от основной частоты и во время полета периодически производилось измерение импеданса антенны и его автоподстройка по калибровочному колебательному контуру, причем данные о величине емкости дополнительного подстроечного конденсатора передавались по телеметрии на Землю и использовались для определения электронной плотности вдоль траектории КА.

В наблюдениях на КА "Зонд-3" при удалении от Солнца было замечено медленное изменение потока, обратно пропорциональное квадрату расстояния до Юпитера. Этот же эффект наблюдался и на АМС "Венера-2" в 1965 г. Кроме того, станция двигалась по траектории, с которой наблюдалось покрытие Юпитера Луной. В этот момент поток на частоте 210 кГц резко упал; величина скорости спадания сигнала и время начала соответствовали наличию точечного источника у Юпитера с угловыми размерами не более 5—10′.

С идентичной антенной на спутниках "Электрон-1 и 2" (см. табл. 3) измерялась интенсивность радиофона (в аппаратуре спутника "Электрон-4" диапазон был увеличен до 2,3 МГц). При этом чувствительность аппаратуры была порядка 0,4 мкВ [6] и эффективная шумовая температура антенны составляла 10^6—10^7 К, что примерно совпадало с яркостной температурой галактического фона.

На станциях "Луна-11, 12, 22" был установлен 22-канальный радиометр со штыревой антенной, имевшей шумовую температуру в $3 \cdot 10^7$ К. Так как радиометр предназначался для регистрации солнечных всплесков с яркостной температурой от 10^8 до 10^{14} К, то его динамический диапазон (по мощности)



Рис. 31. КА "Зонд".

составлял более 60 дБ [7]. На спутниках "Прогноз-4" — "Прогноз-8" для тех же целей была установлена рамочная антенна.

Дипольные антенны длиной до сотен метров были размещены на спутниках "Аризль-2", "Хаукай" и других. Выводить в космос такие антенны можно только в сложенном виде. Поэтому антенны спутника "Аризль-2", например, представляли собой металлические ленты, намотанные на корпус спутника при выведении; после вывода на орбиту они разворачивались по схеме "йо-йо" (см. гл. 1) [8].

При вращении КА вокруг оси, перпендикулярной оси диполя, возможно достижение углового разрешения до нескольких градусов в низкочастотном диапазоне. Такие эксперименты университета штата Айова (США) и Годдардовского центра космических полетов для исследования пространственного распределения земного километрового излучения, солнечных всплесков и галактического фона были проведены на КА серии ОГО (OGO — "Orbital Geophysical Observatory") ИМП-6, 7 и 8, "Хаукай-1 и 2", "Гелиос-1 и 2". Использовались антенны с длиной до 122 м (на спутнике ИМП-8) [9]. Ось диполя находилась в плоскости эклиптики; вращение КА происходило с периодом в несколько секунд вокруг оси, перпендикулярной эклиптике, и сигнал от любого источника модулировался по закону

$$\left(\frac{U}{U_{\max}}\right)^2 = \left(1 - \frac{m}{2}\right) - \frac{m}{2}\cos 2\varphi, \tag{2.20}$$

где U — величина сигнала и $U_{\max}$ — его максимальное значение, φ — угол в плоскости эклиптики между проекцией направления на источник и осью антенны, m — фактор модуляции, равный 1 на высоких частотах при наблюдениях источников вблизи эклиптики и уменьшающейся с уменьшением частоты и угла с осью диполя.

Аналогичный метод локализации источников применен и на спутнике ИСЕЕ-3, где короткая антенна ориентирована вдоль, а длинная — поперек оси вращения спутника [10].

2. *Спутники РАЕ*-1 и *РАЕ*-2. В июле 1968 г. на околоземную орбиту был выведен американский спутник РАЕ-1 (рис. 32), который предназначался для картографирования небесной сферы и изучения солнечных всплесков. На спутнике были установлены две V-образные антенны, угол между плечами которых составлял 60°. Такая конструкция имела несколько преимуществ: во-первых, диаграмма направленности антенн при $\lambda < 230$ м была существенно уже, чем у диполя, и составляла, например, 23° × 52° при наблюдениях на частоте в 4 МГц [11], во-вторых, уровень подавления заднего лепестка диаграммы по отношению к основному достигал 18 дБ, что очень важно для ослабления помех от Земли. Вместе с этим, такая конструкция обеспечивала устойчивую гравитационную стабилизацию объекта на выбранной высоте орбиты. Таким образом, наблюдения проводились в режиме сканирования небесной сферы. Прецессия орбиты составляла 0,5 град/сутки, и для

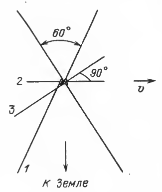


Рис. 32. Спутник РАЕ-1. *1* — *V*-образная антенна, *2* — дипольная антенна, *3* — 192-метровый стержень. Стрелками показаны направление на Землю и вектор скорости спутника при движении по орбите.

обзора небесной сферы в диапазоне склонений $|\delta| \leqslant 59^\circ$ требовался 1 год (спутник работал около 4 лет). Наличие дополнительной антенны для мониторирования земного излучения способствовало обнаружению помех при обработке.

Кроме того, на спутнике была установлена дипольная антенна. Для того чтобы ось диполя совпадала с вектором скорости, в конструкцию спутника был внесен дополнительный стержень длиной 192 м, перпендикулярный диполю. Этот стержень при гравитационной стабилизации выстраивался по нормали к плоскости орбиты.

Все антенны и стержень состояли из распрямляющихся на орбите металлических лент, намотанных на катушки при выводе на орбиту. В космосе ленты свертывались в трубку и скреплялись застежкой типа "молния" для жесткости. Контроль формы антенн проводится телекамерой, установленной на объекте. Во время полета угол между плечами антенны отклонялся от заданного не более, чем на $\pm 3^\circ$, что находилось в пределах допусков.

К V-образным антеннам были подключены по два высокостабильных радиометра, принимавших последовательно сигналы на 9 частотах в диапазоне от 0,45 до 9,2 МГц с полосой по 200 кГц. Каждый 10 минут антенны подключались к калибровочному источнику для определения импеданса.

К дипольной антенне для измерений яркости фонового излучения был подключен радиометр, измерявший поток последовательно на 32 частотах от 0,2 до 5,4 МГц каждые 8 с, и периодически проводилось измерение емкости диполя на двух частотах.

Для построения динамических спектров солнечных и земных всплесков с разрешением по времени, равным 0,5 с, на борту спутника имелись два "всплесковых" радиометра, соединенные с нижней V-образной антенной и диполем. При этом анализ излучения от диполя проводился в 6 каналах частот 0,5 — 2,8 МГц, а от V-образной антенны — в 8 каналах от 0,25 до 3,9 МГц.

В 1973 г. на окололунную орбиту был выведен КА РАЕ-2, по конструкции аналогичный РАЕ-1.

Наблюдения на окололунной орбите позволили существенно расширить возможности использования аппаратуры. Во-первых, удаленность от Земли позволила наблюдать космическое радиоизлучение вплоть до частоты в 20 кГц. Во-вторых, у Луны отсутствуют радиопомехи, а во время наблюдений на участках орбиты, не видимых с Земли, фоновое излучение Земли также отсутствует. Кроме того, наблюдения с окололунной орбиты позволяют строить двумерные карты распределения интенсивности радиоизлучения по небесной сфере по методу лунных покрытий, а поскольку край Луны достаточно резок, то угловое разрешение в этом случае ограничивается только точностью определения пространственных координат спутника — в данном случае угловое разрешение составляло около 15′.

Прецессия окололунной орбиты РАЕ-2 была невелика — 0,14 градуса в сутки, и за год работы осматривалась полоса шириной около 50° по прямому восхождению. На спутнике РАЕ-2 многократно наблюдались затмения Луной Земли, Юпитера и Солнца [12], в частности, был подтвержден факт, что источник земных авроральных шумов — протяженный (на высоких частотах этот эффект не наблюдается).

Исследования плазменных волн в межпланетном пространстве, на большом удалении от Солнца, как и радионаблюдения планет в низкочастотном радиодиапазоне, проводятся с 1977 г. с помощью антенн, установленных на КА "Вояджер-1 и 2". Эти антенны представляют собой монопольные штыри, угол между которыми составляет 90° (см. рис. 30), и во время наблюдений плазменных колебаний они используются как диполь с эффективной дли-

ной в 7 м в полосе частот от 10 Гц до 56 кГц, в то время как при планетных исследованиях регистрация излучения в диапазоне от 1 кГц до 40 МГц проводится независимо каждым штырем [13].

Для улучшения углового разрешения в низкочастотной радиообласти в будущем, очевидно, в космосе станут создаваться интерферометрические устройства.

§ 4. Космические радиотелескопы

1. *Остронаправленные антенны АМС.* В качестве первых антенн, которые использовались для астрономических наблюдений в высокочастотном (сотни мегагерц) радиодиапазоне, применялись остронаправленные параболические антенны систем радиосвязи АМС. С такими антеннами был выполнен ряд экспериментов по радиопросвечиванию атмосфер планет, определению свойств солнечной короны и межпланетной среды, а также по проверке эффектов общей теории относительности. Так, например, при нахождении АМС "Венера-9 и 10" на орбитах искусственных спутников Венеры во время экспериментов по радиопросвечиванию атмосферы через параболические антенны станций передавались когерентные монохроматические сигналы на длинах волн в 8 и 32 см. Во время захода или восхода одной станции (если другая в этот момент не находилась за диском планеты) сравнение времен задержки принятых на Земле радиоимпульсов давало возможность оценить условия распространения радиоволн в атмосфере планеты и, следовательно, свойства самой атмосферы. Таким образом было проведено около 20 радиосеансов просвечивания и получены данные о плотности и температуре атмосферы в области давлений от 0,01 до 4 атм, а также об электронной концентрации ионосферы [14]. Подобные исследования проводились и с нескольких КА "Маринер". При пролете КА "Вояджер-1 и 2" вблизи Юпитера и Сатурна строение атмосфер и ионосфер планет, колец Сатурна и спутников исследовалось в аналогичных экспериментах с излучением остронаправленной антенны на длинах волн в 3,5 и 13 см. С этих же аппаратов ежегодно (когда Солнце находилось между Землей и КА) проводилось радиопросвечивание солнечной короны и по задержке радиосигналов, проходящих вблизи Солнца ($\sim 3 \cdot 10^{-4}$ с) с высокой точностью проверялись релятивистские эффекты влияния гравитационного поля Солнца [15].

2. *Эксперимент "Реликт" на станции "Прогноз-9".* До сих пор наиболее точные измерения анизотропии реликтового излучения с температурой 3 К в диапазоне миллиметровых и сантиметровых волн были проведены радиометрами, установленными на баллонах. Ошибка определения яркостной температуры реликтового излучения у таких приборов составляет несколько десятитысячных кельвина [3]. В то же время для проверки многих астрофизических гипотез о поведении материи на ранних стадиях расширения Вселенной, а также для наблюдения миллиметрового радиоизлучения от источников в нашей и других галактиках требуется чувствительность порядка или лучше 0,1 мК.

С этой целью 1 июля 1983 г. был запущен ИСЗ "Прогноз-9", на котором впервые установлены два высокочувствительных радиометра, принимающих излучение на длине волны 8 мм. Один из них, установленный в фокусе рупорной антенны, направлен в антисолнечную точку небесной сферы. Второй (с рупорно-параболической антенной) укреплен на боковой поверхности станции. При вращении последней осматривается небесная сфера по большому кругу, перпендикулярному направлению на Солнце, с периодом в 2 минуты. Угловое разрешение при построении карт распределения радио-

яркости на небесной сфере, реализуемое в эксперименте "Реликт", составляет 5° [19].

Для исключения влияния теплового радиоизлучения Земли и других радиопомех спутник "Прогноз-9" выведен на необычно высокую для объектов этой серии орбиту с апогеем в 700 000 км и периодом обращения около 1 месяца.

В США в 1987 г. предполагается запуск специализированного спутника, на котором будет установлен микроволновый радиометр для измерений яркости и спектра фона на длинах волн короче 1,3 см [20].

3. *Телескоп КРТ*-10. Для высокочувствительных наблюдений внесолнечных источников и создания наземно-космических радиоинтерферометров очевидно необходимо выведение в космос антенн большого диаметра. Но так как размеры конструкций ограничиваются диаметром корпуса носителей, то единственным выходом является доставка на орбиту раскрывающихся антенн.

Первым экспериментом такого типа явилась разработка телескопа КРТ-10 (космический радиотелескоп с диаметром антенны 10 м). Телескоп был доставлен на станцию "Салют-6" транспортным кораблем "Прогресс-7". Антенна телескопа в сложенном состоянии была установлена в заднем стыковочном узле станции и после отстыковки "Прогресса-7" 18 июля 1979 г. выдвинута и раскрыта (рис. 33). Наблюдения с телескопом КРТ-10 продолжались до 9 августа 1979 г., когда антенна была отделена от станции [16].

Современные космические раскрывающиеся конструкции обеспечивают массу порядка 1 кг на 1 $м^2$ площади конструкции в раскрытом положении при коэффициенте упаковки около 10:1 [16]. У антенны КРТ-10 был самый большой из известных коэффициентов — 20:1. В сложенном состоянии антенна имела вид шестигранной призмы размерами ~ 0,5 м и разворачивалась в шестиугольник со стороной в 5 м. Каркас антенны создавали диагональные стержни, между которыми в разложенном положении были натянуты тросики, образовывавшие две параболические поверхности, состоявшие из треугольных секций. К ним были прикреплены мелкоячеистые металлические сетки, служившие отражающими поверхностями. В сложенном состоянии все стержни были уложены параллельно друг другу в

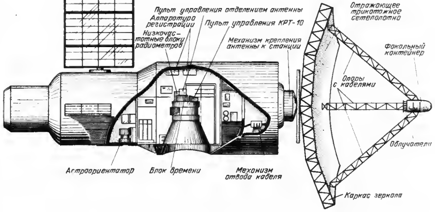


Рис. 33. Радиотелескоп КРТ-10, пристыкованный к ОКС "Салют-6".

пакете. После освобождения от стягивающей ленты пружины, находившиеся в узлах соединения, разводили стержни в разные стороны до натяжения сеток. Аналогичным образом раскладывались 3 фермы, на которых был укреплен блок облучателей.

Одной из основных технических проблем при разработке раскрывающихся антенн является создание поверхности с заданной точностью. Коэффициент усиления антенны диаметра D связан с отклонениями от идеальной формы (формула Рузе) как

$$G = \eta \left(\frac{\pi D}{\lambda} \right)^2 \exp \left[- \left(\frac{4\pi\sigma}{\lambda} \right)^2 \right], \qquad (2.21)$$

где η — коэффициент использования площади антенны, σ — среднеквадратичное отклонение от заданной формы поверхности. При заданном σ величина G достигает максимума при $\lambda = 4\pi\sigma$, и если коэффициент η — порядка 0,5, то $G_{max} = 0{,}01\,(D/\sigma)^2$. Для КРТ-10 рабочие длины волн составляли 12 и 72 см, так что отклонения от формы не превышали 1 см. Так как $G = 4\pi/\Omega_a$, где Ω_a — телесный угол диаграммы направленности, то для КРТ-10 угол раствора составлял 1° при λ = 12 см и 5° при λ = 72 см.

Астрономические наблюдения проводились в режиме ручной ориентации с помощью астроориентатора экипажем станции — космонавтами В.А. Ляховым и В.В. Рюминым. Для юстировки и проверки диаграммы направленности использовался радиоисточник Cas A. Наблюдения включали участки Млечного Пути, а также пульсар PSR 0329 + 054 с периодом 0,7 с.

Для приема сигналов в фокусе зеркала были укреплены 4 рупорных облучателя на диапазон 12 см и один спиральный — для λ = 72 см. Чувствительность КРТ-10 составляла 0,2–0,3 К.

Во время совместной работы КРТ-10 и 70-метровой антенны в Крыму была впервые реализована схема наземно-космического интерферометра с длиной базы, превышающей диаметр Земли, и чувствительностью до 0,01 Ян.

Следует отметить, что, кроме повышения разрешающей способности по углу, у радиоастрономических космических систем апертурного синтеза (РАКСАС) по сравнению с наземными интерферометрами существенно

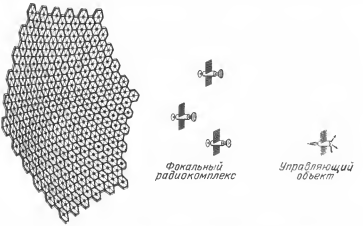


Рис. 34. Схема неограниченно наращиваемого космического радиотелескопа.

повышается степень заполнения спектра пространственных частот, что имеет решающее значение при восстановлении исходной картины распределения радиояркости по небесной сфере (см., например, [4]). Данное преимущество вытекает из переменности базовой длины между телескопами и переменности проекции вектора базы, а также его позиционного угла на картинную плоскость. Кроме того, эти изменения в общем случае носят непериодический характер (например, из-за прецессии орбиты космического радиотелескопа) [17].

4. *Проект большого космического радиотелескопа.* В настоящее время в космосе, очевидно, возможно создание раскрывающихся антенн радиотелескопов диаметром до нескольких десятков метров. В будущем антенны, возможно, будут собираться на орбите из модулей. Недавно был опубликован проект такого сборного радиотелескопа с диаметром зеркал до 1 — 10 км и расстоянием между ними до 1 — 10 а.е. [18]. Предполагается, что общее зеркало телескопа может быть собрано из модульных поверхностей диаметром по 200 м. Контроль формы зеркала, юстировочные работы, управление переориентацией проводятся со специального КА, а наблюдения в многолучевом режиме выполняются аппаратами, находящимися в фокальной плоскости зеркала (рис. 34).

Чувствительность такого радиотелескопа может достигать 10^{-35} — 10^{-37} Вт/(м^2 · Гц). Но при такой высокой чувствительности обнаруженные источники налагаются друг на друга, так что наблюдения предпочтительно вести в интерферометрическом режиме с двумя—тремя такими антеннами. При базе в 10 а.е. и рабочих длинах волн λ = 1 мм — 1 м угловое разрешение составит $10^{-7}-10^{-10}$ секунды дуги (на волнах длиннее нескольких сантиметров для внегалактических объектов рассеяние фотонов в межзвездной среде ограничит угловое разрешение до 10^{-6} секунды дуги).

С помощью интерферометра, составленного из трех антенн, разнесенных на расстояние 1—10 а.е., будет возможно, например, получение объемных (голографических) изображений исследуемых областей и определение расстояний до источников. При этом максимально измеримое расстояние будет определяться радиусом зоны Френеля

$$R_{\text{ф}} = \frac{2\pi D^2}{\lambda}\ , \tag{2.22}$$

где D — расстояние между зеркалами. При λ = 10 см и D = 10 а.е. голографирование станет возможно для всей видимой Вселенной ($R_{\text{ф}} \sim 10^{28}$ см)!

Хотя возможность создания подобных космических радиотелескопов в настоящее время проблематична из-за множества нерешенных технических проблем, следует отметить, что при росте стоимости наземных телескопов пропорционально кубу диаметра и экстраполяции этой зависимости к большим антеннам стоимость наземного и космического радиотелескопов сравнивается при диаметре антенн около 4 км.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Браун Р.Л.* — В кн.: Галактическая и внегалактическая радиоастрономия/Под ред. Г.Л. Верскера и К.И. Келлермана. — М.: Мир. 1976, с. 11.
2. *Крупенио Н.Н.* — Радиоисследования Луны и планет земной группы. Итоги науки и техники, сер. "Астрономия", — М.: ВИНИТИ, 1981, т. 17, с. 167.
3. *Boughn S.P., Cheng E.S., Wilkinson D.T.* — Astrophys. J. (Letters), 1981, v. 243, p. L113.
4. *Есепкина Н.А., Корольков Д.В., Парийский Ю.Н.* Радиотелескопы и радиометры. — М.: Наука, 1973, 415 с.
5. *Слыш В.И.* — Космические исследования, 1965, т. 3, с. 760.

6. *Бенедиктов Е.А., Гетманцев Г.Г., Сазонов Ю.А., Тарасов А.Ф.* — Космические исследования, 1965, т. 3, с. 614.
7. *Григорьева В.П.* Кандидатская диссертация. Рукопись, 1977.
8. *Smith I.G.* — In: Astronomical Observations From the Space Vehicles/Ed. J.L. Steinberg, Proc. of the IAU Symp. No. 23, Liège, 1965, p. 305.
9. *Gurnett D.A., Baumbach M.M., Rosenbauer H.* — J. of Geophys. Res., 1978, v. 83, No.A2, p. 616.
10. *Cane H.V., Stone R.G., Fainberg J.* — Solar Phys., 1982, v. 78, p. 187.
11. *Weber R.R., Alexander J.K., Stone R.G.* — Radio Sci., 1971, v. 6, p. 1085.
12. *Alexander J.K., Kaiser M.L., Novaco J.C. et al.* — Astronomy and Astrophys., 1975, v. 40, p. 365.
13. *Scarf F.L., Gurnett D.A.* — Space Sci. Rev., 1977, v. 21, p. 289.
14. Космические исследования, выполненные в СССР в 1975 г. — М.: Наука, 1976, с. 15.
15. *Eshleman V.R., Tyler G.L., Anderson J. D. et al.* — Space Science Rev., 1977, v. 21, p. 207.
16. *Заксон М.Б., Кардашев Н.С., Савин А.И. и др.* — Земля и Вселенная, 1980, № 4, с. 2.
17. *Кардашев Н.С., Погребенко С.В., Царевский Г.С.* — Астрон. ж., 1980, т. 57, с. 634.
18. *Буякас В.И., Гвамичава А.С., Горшков Л.А. и др.* — Космические исследования, 1978, т. 16, с. 767.
19. *Сагдеев Р., Кардашев Н., Струков И.* — "Правда", 10 октября 1983 г.
20. *Mather J.C.* — Proc. Soc. Photo—Opt. Instrum. Eng., 1981, v. 280, p. 28.

ГЛАВА 3

ИНФРАКРАСНАЯ И СУБМИЛЛИМЕТРОВАЯ АСТРОНОМИЯ

К инфракрасному диапазону обычно относят излучение с длинами волн от 0,7 до 1000 мкм. Таким образом, этот участок спектра является промежуточным между оптическим и радиодиапазоном, что обусловливает и разнообразие возможных методов регистрации: с одной стороны — это приемники, используемые в оптическом диапазоне — болометры, фотосопротивления и т.д., а с другой — детекторные и гетеродинные радиотехнические системы, "проникающие" в инфракрасный диапазон с длинноволновой стороны (поэтому участок спектра от 50—100 до 1000 мкм часто называют субмиллиметровым).

Вплоть до недавнего времени возможности наблюдений в рассматриваемой области были весьма ограничены, что объясняется несколькими причинами:

— с наземных высокогорных обсерваторий можно проводить наблюдения только в нескольких "полосах прозрачности" атмосферы на длинах волн короче ~ 30 мкм (что, в частности, определяет длинноволновую границу "далекого" инфракрасного диапазона), а также в полосах частичной прозрачности при $\lambda = 0{,}35$; 0,46 и 1,1 мм;

— если при наблюдениях в "ближнем" инфракрасном диапазоне ($\lambda = 1 \div 5$ мкм) тепловой поток от оптики и конструкций телескопа невелик, то на более длинных волнах излучение атмосферы и самого телескопа существенно ограничивает возможности регистрации слабых источников;

— чувствительность применявшихся до середины 60-х годов неохлаждаемых приемников — болометров и фотосопротивлений — ограничивалась их внутренними шумами и была крайне низкой, что не позволяло регистрировать излучение даже от самых ярких галактических и внегалактических объектов; первые же результаты с гетеродинными приемниками, вследствие трудностей в их разработке, получены только в самые последние годы;

— в условиях, когда пропускание и излучательная способность атмосферы сильно меняются в зависимости от зенитного угла, времени и места наблюдений, сравнение полученных результатов между собой, как и фотометрические измерения, также весьма затруднены.

Все это в течение долгого периода ограничивало инфракрасные наблюдения исследованиями самых ярких объектов — Солнца (с потоком $\sim 2 \cdot 10^{-12}$ Вт/(м$^2 \cdot$Гц) на длине волны в 1 мкм), Луны (с максимальным потоком порядка $5 \cdot 10^{-15}$ Вт/(м$^2 \cdot$ Гц) при $\lambda = 10$ мкм) и планет Солнечной системы.

Ситуация изменилась в конце 50-х — начале 60-х годов, когда начали интенсивно разрабатываться инфракрасные детекторы, охлаждаемые до криогенных температур. Разработка таких детекторов сопровождалась созданием охлаждаемых фильтров и соответствующей криогенной техники, что вместе взятое позволило резко повысить чувствительность наблю-

дений. Установка же телескопов с охлаждаемыми приемниками на самолетах и баллонах привела к значительному понижению шума, связанного с атмосферой, а при экспериментах на баллонах и КА стало возможным охлаждение всего телескопа до криогенных температур и полное избавление от атмосферных эффектов.

Использование преимуществ внеатмосферных наблюдений наряду с развитием инструментальной техники привело к резкому росту объема астрофизической информации в инфракрасной области спектра в последнее десятилетие, так что к настоящему времени известно несколько тысяч астрономических объектов, излучающих в диапазоне длин волн от 1 до 1000 мкм.

§ 1. Результаты наблюдений в инфракрасном диапазоне

Наблюдаемые источники инфракрасного излучения не распределены "равномерно" по спектральным поддиапазонам, а почти все обнаружены в ближнем и далеком инфракрасных участках спектра. Такая ситуация естественным образом объясняется тем, что в целом с увеличением длины волны излучения от 1 мкм до 1 мм возрастает влияние отрицательных эффектов, связанных с земной атмосферой и с тепловым излучением самих инструментов. Следовательно, инфракрасные телескопы нужно располагать все выше над земной поверхностью и охлаждать их до все более низких температур. Кроме того, проблемы разработки наблюдательной техники субмиллиметрового диапазона и обеспечения ее длительного функционирования, о которых речь будет идти ниже, гораздо серьезнее, чем для коротковолнового участка спектра, так что в настоящее время исследования небесной сферы в этой области спектра только начинают развиваться.

1. Солнце значительную часть (около 30%) энергии излучает в инфракрасном диапазоне. В солнечной атмосфере основным поглотителем является отрицательный ион водорода H^-. Минимум коэффициента поглощения H^- приходится на $\lambda = 1{,}6$ мкм, так что слой, соответствующий оптической толщине $\tau \sim 1$ (который и образует основной поток излучения с данной длиной волны), находится в глубине фотосферы, где длине волны в 5000 Å соответствует $\tau = 3$ [1]. Так как коэффициент поглощения при $\lambda > 1{,}6$ мкм пропорционален λ^2, то с увеличением λ наблюдаемое излучение приходит от все более высоких слоев; например фотоны с $\lambda = 200$ мкм образуются на высоте, для которой τ (5000 Å) $= 10^{-6}$.

Таким образом, наблюдения в инфракрасном и субмиллиметровом диапазонах несут информацию о физических условиях в глубине фотосферы, переходной области и нижних слоях хромосферы, и тем самым дают возможность проверки различных моделей соответствующих зон.

Исследования распределения яркости по диску Солнца, излучения солнечных вспышек и пятен в инфракрасном диапазоне дают дополнительные сведения о механизмах солнечной активности.

В инфракрасном спектре Солнца наблюдается множество молекулярных линий. Но так как данное излучение формируется в условиях локального термодинамического равновесия, а величина концентрации молекул весьма чувствительна к температуре, то спектральные солнечные наблюдения являются точным методом отбора теоретических моделей и оценки химического состава областей образования линий.

В то же время по инфракрасным наблюдениям было изучено распределение пылевых частиц до расстояния в 20 солнечных радиусов от Солнца, а так как физические условия вблизи Солнца сходны с теми, которые мо-

гут существовать в галактических облостях HII, то, следовательно, наблюдения межпланетной пыли в окрестностях Солнца представляют большой интерес для изучения состава пыли, ее динамики и взаимодействия с различными космическими излучениями.

2. Луна, планеты и их спутники, а также кометы имеют яркостные температуры менее 700 К и, следовательно, основную долю энергии излучают в инфракрасном диапазоне. Таким образом наблюдения в инфракрасных лучах являются одним из основных каналов получения информации о свойствах поверхностей, газовом составе, динамике и распределении по высоте вещества в атмосферах планет. В последние годы возможности планетных инфракрасных наблюдений значительно расширились в связи с запусками АМС на пролетные траектории и орбиты спутников планет, а также с посадками автоматических спускаемых аппаратов на Венеру и Марс. С помощью инфракрасных фотометров и спектрометров, установленных на АМС, по наблюдениям с близкого расстояния исследуются параметры планетных поверхностей и атмосфер с высоким пространственным разрешением.

У некоторых планет имеются внутренние источники тепловыделения (например, Юпитер излучает в пространство на 20% больше энергии, чем получает от Солнца). В связи с этим наблюдения в инфракрасном диапазоне позволяют проверить правильность различных космогонических теорий [2].

При исследованиях комет реализуется уникальная возможность наблюдать процессы испарения пыли с поверхности твердого ядра кометы в условиях изменения температур от 200 К (на расстоянии 2 а.е. от Солнца) до 700 К (0,15 а.е. от Солнца).

3. Звезды поздних спектральных классов с температурой фотосферы меньше 4000 К также испускают преимущественно инфракрасные фотоны. Так, Бетельгейзе ($T \approx 3000$ К) является ярчайшим внесолнечным источником на длине волны 2 мкм, в то время как в оптическом диапазоне она всего лишь двенадцатая в списке самых ярких звезд. Очевидно, что для таких звезд инфракрасный спектр является наиболее информативным.

Особый интерес представляют объекты, имеющие инфракрасные избытки в спектральном распределении, т.е. звезды, у которых существует инфракрасный поток, избыточный по отношению к распределению чернотельного излучения с температурой, соответствующей спектральному классу. Инфракрасные избытки почти всегда наблюдаются у звезд поздних спектральных классов, встречаются у новых и новоподобных объектов, звезд ранних классов и других. По современным представлениям наличие такого избытка в большинстве случаев обусловлено тепловым излучением пылевой оболочки, образовавшейся из вещества, выброшенного звездой в процессе эволюции. Пыль нагревается до 100—1200 К при поглощении ультрафиолетового и оптического излучения звезды. При этом доля излучения пыли в общем энерговыделении колеблется от 10^{-4} полной светимости звезды до уровня, когда практически весь поток от объекта определяется излучением пыли. Самая яркая звезда на небе в диапазоне 20 мкм — η Киля (с потоком $\sim 10^5$ Ян при $\lambda = 20$ мкм) — 90% своей энергии излучает в инфракрасном диапазоне за счет переизлучения пылью [3].

Таким образом, наблюдения в инфракрасной области спектра приносят новые данные об эволюции звезд различных классов, позволяют проследить процессы образования и конденсации пыли (особенно во время вспышек новых звезд, когда хорошо заметен процесс конденсации пыли из выброшенного при вспышке вещества), определить химический состав и физи-

ческие условия пылевых оболочек, динамику взаимодействия оболочки со звездой и т.д.

4. С помощью инфракрасных наблюдений возможно изучение процессов, которые происходят в глубине областей, экранированных большим количеством пыли и газа, и, вследствие этого, недоступных для наблюдений в оптике из-за сильного покраснения. Особый интерес такие области вызывают вследствие происходящих в них процессов звездообразования, наличия протозвездных объектов внутри плотных массивных пылевых и молекулярных облаков, а также бурных процессов взаимодействия жесткого излучения звезд с газом и пылью. Наблюдения в радио и инфракрасном диапазонах приводят к оценкам физических условий внутри таких областей, расчету отношения масс ионизованного газа и пыли, определению спектральных классов и параметров молодых звезд, а также к выяснению динамики формирования звезд в процессе фрагментации плотных облаков.

Области HII образуются при ионизации водорода ультрафиолетовым излучением одной или нескольких звезд классов O и B. Например, у звезд класса O две трети энергии излучается в виде фотонов с длиной волны меньше лаймановского предела L_c = 912 Å. Такие фотоны ионизуют межзвездный водород, создавая область HII с электронной температурой от 5000 до 20000 K. Пыль, перемешанная с газом, нагревается излучением звезд до 50 ÷ 250 K, так что максимум излучения приходится на субмиллиметровый диапазон.

Часто с областями HII связаны плотные (до 10^5 см$^{-3}$) молекулярные облака, которые нагреваются излучением расположенных в них протозвезд. По современным представлениям образование звезды в плотном молекулярном облаке занимает время порядка 10^7 лет, в то время как при наблюдениях обнаружены протозвездные объекты, возраст которых составляет 10^4—10^5 лет. В некоторых из таких облаков по радионаблюдениям найдены мазерные источники OH и H_2O; весьма вероятно, что накачка мазеров производится инфракрасными фотонами.

Светимости областей HII в инфракрасном диапазоне достигают 10^{-5}—10^6 $L_\odot$. На рис. 35 приведен спектр радио- и инфракрасного излучения самой яркой на небе области HII — туманности W3. Радиоспектр объекта соответствует свободно-свободному излучению ионизованного газа, в то время как инфракрасный избыток обусловлен излучением пыли, нагретой до 70 K.

Комплексная область HII, включающая в себя скопление источников инфракрасного излучения, большое молекулярное облако (массой около 2000 $M_\odot$) по соседству с горячими молодыми звездами, а также мазерные источники, находится относительно близко от Солнца, на расстоянии 500 пс, в туманности Ориона. Среди других объектов вблизи центра этой области обнаружен чрезвычайно компактный

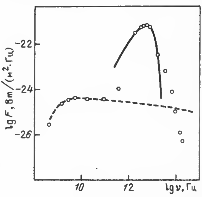


Рис. 35. Спектр туманности W3. Кружками обозначены наблюдаемые потоки. Штриховая линия — теоретическая кривая для свободно-свободного излучения, сплошная линия — излучение черного тела при T = 70 K.

(угловые размеры меньше 2″) источник со спектром, соответствующим чернотельному излучению с $T = 530$ К – так называемый "объект Беклина–Нойгебауэра" – один из основных кандидатов в протозвездные объекты. Этот источник является самым ярким в туманности Ориона на волнах 3–10 мкм [4].

5. Инфракрасные наблюдения вносят вклад в понимание природы ядра Галактики и происходящих в нем процессов. В инфракрасном диапазоне поток от центральной зоны ядра составляет $\sim 10^6$ Ян при $\lambda = 100$ мкм. В области центра содержатся источники, погруженные в плотное скопление старых звезд, обнаружены также несколько радиоисточников, молекулярные и пылевые облака с температурой около 50 К. В то же время наблюдения с высоким угловым и спектральным разрешением привели к обнаружению в центральной области источника Sgr A размером в 1 пс (рис. 36) быстро движущихся облаков плазмы, которая может быть ионизована центральным источником со светимостью в $2 \cdot 10^7 L_\odot$; плотность же пыли в этой области весьма мала. Отметим также, что в субмиллиметровом и радиодиапазонах наблюдаются диффузно излучающие детали, направленные перпендикулярно галактической плоскости. Изучение галактического ядра и происходящих в нем процессов является одной из важнейших проблем современной астрономии.

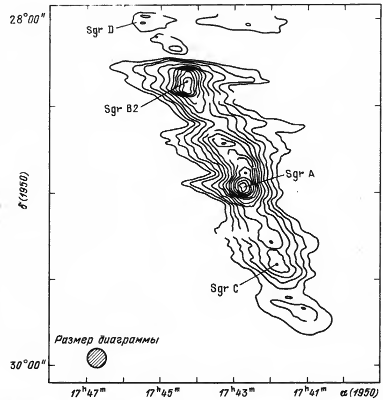


Рис. 36. Карта области центра Галактики в инфракрасном диапазоне (λ = 40–350 мкм).

6. В последние годы инфракрасное излучение обнаружено у нескольких рентгеновских источников. Так, в ближней инфракрасной области наблюдался самый яркий в рентгеновском диапазоне внесолнечный источник — Sco X-1, являющийся двойной звездной системой с периодом в 0,7 сут. По рентгеновским данным температура излучающей оптически тонкой плазмы оценивается в $5 \cdot 10^7$ К. Инфракрасный спектр Sco X-1 согласуется с предположениями о том, что источник излучения становится оптически толстым при $\lambda \sim 1$ мкм, и на более длинных волнах поток излучения пропорционален λ^{-2} (рэлей—джинсовская область спектра). При расстоянии до объекта порядка 1 кпс наблюдаемый поток инфракрасного излучения соответствует размерам излучающей области в $10^4 - 10^5$ км, что совпадает с характерным радиусом для карликовых звезд.

При наблюдениях источника Cyg X-3 впервые была обнаружена периодичность инфракрасного потока с периодом, совпадающим с рентгеновским и равным 4,8 часа. Подобие инфракрасной и рентгеновской переменности свидетельствует о том, что оба вида излучения испускаются одной областью.

Наблюдения Крабовидной туманности в области 1—10 мкм привели к обнаружению излома в спектре излучения при $\lambda = 3$ мкм. Как и радио, инфракрасный спектр туманности объясняется синхротронным излучением релятивистских электронов в магнитном поле остатка сверхновой. В этом случае оценки длины волны, на которой происходит излом, и времени, за которое электроны теряют свою энергию (менее 900 лет, так как сверхновая вспыхнула в 1054 г.), дают нижнюю границу величины напряженности магнитного поля: $H > 3 \cdot 10^{-4}$ Э.

В инфракрасном диапазоне наблюдался также находящийся в центре Крабовидной туманности пульсар NP 0532 с периодом 33 мс. Меньшая величина пульсирующего потока в инфракрасной области, по сравнению с пульсациями в оптике, может быть обусловлена синхротронным самопоглощением.

Таким образом наблюдения в инфракрасном диапазоне вносят свой вклад в объяснение физических процессов, которые происходят в рентгеновских источниках, включающих в себя релятивистские объекты (нейтронные звезды, возможно черные дыры), и могут быть решающими при проверке моделей источников.

7. Одной из основных проблем инфракрасной астрономии является выяснение природы высокой активности внегалактических объектов и изучение физических процессов в центральных областях галактик. На длинах волн порядка 10 мкм известно около 200 внегалактических источников — нормальных галактик (из которых 1/3 проявляет инфракрасную светимость на порядок выше, чем у нашей Галактики), квазаров с колоссальной инфракрасной светимостью до 10^{47} эрг/с (у некоторых из них, например, 3C 273, большинство излучаемой энергии приходится на инфракрасный диапазон), активных ядер сейфертовских галактик. Имеется также группа инфракрасных галактик со сверхвысокими светимостями, сравнимыми с энерговыделением в квазарах. Так, радиогалактика NGC 1068 выделяет 98% своей энергии (10^{45} эрг/с) в диапазоне 2—1000 мкм. Характер спектра этого объекта может быть объяснен излучением нагретой до 40 К пыли, содержащейся в гигантском комплексе газопылевых облаков общей массой $5 \cdot 10^4$ $M_\odot$ вблизи центра галактики. В свою очередь, пыль должна нагреваться жестким излучением центрального источника (природа которого остается неизвестной) с нетепловым спектром. Вообще, экспериментальные данные указывают на то, что, как и в случае NGC 1068, большинство галактик

с инфракрасным избытком на длине волны в 10 мкм обладают еще более мощными потоками в субмиллиметровой области $\lambda \sim 100$ мкм, что указывает на схожесть механизмов образования излучения. Таким образом, инфракрасные наблюдения несут информацию о составе, плотности и условиях в газе, находящемся вблизи галактических ядер. В то же время, у квазаров, по всей вероятности, излучение имеет нетепловой характер.

8. Так как диапазону 1–1000 мкм соответствуют колебательные и вращательные уровни многих важных для астрофизических исследований молекул – H_2, O_2, NO, H_2O, OH и т.д., а также ряд линий (с большими квантовыми числами) возбужденного состояния атомарного водорода, спектроскопические наблюдения с высоким разрешением $(\lambda/\Delta\lambda > 10^3)$ несут сведения о концентрации различных молекул, детальном распределении температур и скоростей движения газа в Галактике, распространенности элементов и химической кинетике различных составляющих межзвездной среды.

9. Так же, как и в микроволновой области, большое значение для космологических теорий, изучения ранних стадий расширения Вселенной и ее структуры имеют точные измерения спектра реликтового фона в субмиллиметровом диапазоне. В то же время это является и весьма трудной задачей, поскольку яркостная температура фона крайне мала. К настоящему времени при $\lambda < 1$ мм проведены только первые измерения, результаты которых находятся в согласии с температурой излучения в 3 К.

§ 2. Основные сведения о методах инфракрасной астрономии

Техника и методы наблюдений в инфракрасном диапазоне весьма специфичны, и поэтому перед описанием внеатмосферных экспериментов целесообразно напомнить основные сведения из техники инфракрасной астрономии.

1. *Характеристики приемников инфракрасного излучения.* Детекторы инфракрасного диапазона делятся на два широких класса – когерентные и некогерентные. Первые характеризуются тем, что в процессе приема сохраняют информацию о частоте и фазе электромагнитных колебаний и по способам детектирования смыкаются с соответствующими гетеродинными устройствами высокочастотного радиодиапазона.

В некогерентных приемниках уровень выходных сигналов – тока или напряжения – пропорционален мощности падающего излучения (или числу фотонов), т.е. квадрату амплитуды колебаний, информация о фазе колебаний при этом теряется, а полоса частот регистрации определяется кривой спектральной чувствительности приемника, пропусканием фильтров, коэффициентом отражения оптики телескопа и т.д.

Важнейшими параметрами детекторов являются спектральная чувствительность, определяющая его область применения, постоянная времени – она характеризует быстродействие приемника, а также детектирующая способность, или эквивалентная мощность шума (ЭМШ), которая определяет уровень минимального регистрируемого сигнала, т.е. чувствительность приемника по потоку.

По определению ЭМШ равна минимальной мощности падающего на приемник излучения, которая приводит к появлению сигнала, равного среднеквадратичной флуктуации фонового потока за время накопления в одну секунду в единичном интервале частот полосы пропускания электроники Δf. Но так как мощность шумового сигнала приемника пропорциональна полосе частот Δf (см. формулу (1.5)), а любая компонента шума имеет квантовую природу, то, следовательно, в каждом случае приходится иметь дело со статистическими флуктуациями σ дискретных чисел N (фотонов,

электронов, фононов) от их среднего значения, т.е. $\sigma = \sqrt{N}$, флуктуации шума пропорциональны $(\Delta f)^{1/2}$ и размерность ЭМШ составляет $Вт/Гц^{1/2}$.

В первом приближении ЭМШ приемника пропорциональна квадратному корню из его площади $S_д$ и для сравнения детекторов различной площади между собой и с теоретическими величинами вводится понятие "детектирующей способности" [4]:

$$D^*(T,\ f_м,\ \Delta f) = \frac{S_д}{ЭМШ}\ см \cdot Гц^{1/2}/Вт. \tag{3.1}$$

Величина D^* определяется для данной температуры падающего на приемник чернотельного излучения при синусоидальной модуляции потока с частотой $f_м$ в полосе частот Δf. Чем больше D^*, тем лучше чувствительность приемника. Отметим, что использовать величину D^* необходимо с осторожностью, так как далеко не всегда выполняются указанные при ее определении условия.

Некогерентные приемники делятся на две группы — квантовые и тепловые. В тепловых приемниках падающее излучение поглощается зачерненной поверхностью детектора и превращается в тепло. В идеальном случае при коэффициенте поглощения κ, равном 1 для всех длин волн, ЭМШ теплового детектора не зависит от длины волны. У используемых в настоящее время чернящих покрытий κ изменяется от 0,98 при $\lambda = 60$ мкм до $\kappa = 0{,}4$ при $\lambda = 300$ мкм.

Из тепловых приемников при комнатной температуре работают термисторный болометр (в котором нагрев приводит к изменению внутреннего сопротивления), оптико-акустический приемник (ячейка Голея), где при повышении температуры происходит расширение газа и отклонение зеркальной мембраны, от которой отражается луч света, термопара, пироэлектрический приемник (с зависящей от температуры электрической поляризацией) и т.д. ЭМШ таких приемников велика и находится в пределах $10^{-9} \div 10^{-11}$ $Вт/Гц^{1/2}$. Так как наибольшую чувствительность можно реализовать при охлаждении детекторов до криогенных температур, в настоящее время в большинстве инфракрасных наблюдений применяются охлаждаемые приемники.

2. *Криогенные болометры.* Наиболее широко в астрономических исследованиях используется болометр с детектором из германия, легированного галлием, впервые разработанный и изготовленный Ф. Лоу [5]. Максимальная чувствительность этого детектора достигается при охлаждении до температур кипения жидкого гелия в 2–4 К.

При поглощении падающего излучения германиевый кристалл нагревается, что приводит к изменению его сопротивления. Последнее в общем случае экспоненциально зависит от обратной температуры, но в небольших пределах может быть аппроксимировано степенной зависимостью

$$R(T) = R_0 \left(\frac{T_0}{T}\right)^A, \quad A = 4 \div 8. \tag{3.2}$$

Кристалл соединяется последовательно с нагрузочным сопротивлением, и при пропускании через них тока определяется падение напряжения на кристалле, что и является мерой мощности регистрируемого потока.

При охлаждении болометра в нем преобладают два вида шумов:

— шум Джонсона — тепловой шум сопротивления, находящегося в термодинамическом равновесии со средой; из-за случайных тепловых движений носителей заряда на концах сопротивления возникает флуктуирующее напряжение, равное $U = (4kTR\Delta f)^{1/2}$ В, где R — сопротивление кристалла;

— фононный шум, обусловливаемый статистическим характером теплообмена кристалла с окружающей средой квантами энергии тепловых колебаний решетки (фононами) и соответствующими флуктуациями температуры кристалла.

Суммарное воздействие этих шумов приводит к величине ЭМШ, равной:

$$ЭМШ = 4T(kG)^{1/2}\ Вт/Гц^{1/2}, \qquad (3.3)$$

где T — равновесная температура кристалла, k — постоянная Больцмана и G — теплопроводность между кристаллом и криостатом. Значение G достигает минимума в идеальном случае, когда кристалл обменивается с термостатом только излучением. Тогда

$$G = \frac{d(\sigma T^4 S_п)}{dT} = 4\sigma T^3 S_п, \qquad (3.4)$$

где σ — постоянная Стефана и $S_п$ — полная поверхность детектора. Из (3.3) и (3.4) следует выражение для фундаментального предела на ЭМШ болометра

$$ЭМШ = 8(k\sigma)^{1/2}\, T^{5/2}\, S_п^{1/2}\ Вт/Гц^{1/2}. \qquad (3.5)$$

Итак, для уменьшения ЭМШ необходимо понижать температуру и уменьшать площадь (и объем) детектора. Уменьшение площади ограничивается, с одной стороны, величиной длины волны принимаемого излучения (для эффективного поглощения размеры элемента не должны быть меньше λ), а с другой стороны, дифракционным пределом используемого телескопа и точностью гидирования — иначе при наблюдениях значительная часть света от источника будет потеряна. На практике применяются болометры с чувствительной площадью $S_п \gtrsim 0{,}1$ мм^2. При нормальной температуре ($T = 300$ К) минимальное значение ЭМШ германиевого кристалла с площадью в 1 мм^2 составляет примерно 10^{-11} Вт/Гц$^{1/2}$. В реальных болометрах охлаждение до 4 К приводит к понижению ЭМШ до величин, меньших $\sim 10^{-14}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

На практике величина теплопроводности G всегда больше идеального минимального значения, и для повышения чувствительности желательно уменьшение тепловой связи болометра и криостата. Теплопроводность определяет и вольт-ваттную чувствительность болометра — величину выходного сигнала на 1 Вт принимаемой мощности:

$$\frac{dU}{dW} = -0{,}7\left(\frac{R_0}{T_0 G}\right)^{1/2} \ В/Вт, \qquad (3.6)$$

и с понижением G вольт-ваттная чувствительность растет.

Но уменьшение теплопроводности приводит к росту постоянной времени болометра τ:

$$\tau = 0{,}7\,\frac{C}{G}\ с, \qquad (3.7)$$

где C — теплоемкость кристалла. У современных болометров значения τ обычно составляют около 10^{-2} с.

При переходе к субмиллиметровой области спектра коэффициент поглощения чернящих покрытий уменьшается. Кроме того, с увеличением длины волны регистрируемого излучения необходимо увеличивать размеры кристалла, что ведет к росту шума. Для разрешения этого противоречия были разработаны так называемые "составные" болометры, в которых функции

поглощения потока и выработки сигнала разделены между двумя элементами — тонкой зачерненной пластинкой большой площади и укрепленным под ней кристаллом малых размеров. Такая конструкция привела к существенному уменьшению теплоемкости (что снизило постоянную времени) и шумов детектора.

В субмиллиметровой области используется и приемник из сурьмянистого индия n-типа n-InSb (иногда называемый "электронным болометром"), в котором поглощаемое излучение увеличивает энергию и подвижность свободных носителей заряда (электронов), что приводит к уменьшению сопротивления. В отличие от обычных болометров здесь не происходит разогрева атомов кристаллической решетки, вследствие чего постоянная времени мала — менее 10^{-6} с. По чувствительности приемники из n-InSb уступают германиевым болометрам и имеют ЭМШ порядка $5\cdot10^{-12}$ Вт/Гц$^{1/2}$; они чувствительны к излучению с $\lambda \gtrsim 300$ мкм.

3. *Квантовые детекторы.* К квантовым полупроводниковым детекторам относятся фотосопротивления и фотовольтаические элементы. В отличие от болометров, которые воспринимают излучение как непрерывный поток энергии, в квантовых приемниках регистрация происходит при взаимодействии отдельных фотонов с кристаллом полупроводника путем внутреннего фотоэффекта.

В полупроводниковом кристалле энергия поглощаемого фотона расходуется на перевод электрона из валентной зоны в зону проводимости и создание тем самым пары свободных носителей заряда — электрона и дырки. Так как для прохождения запрещенной области между двумя зонами электрон должен иметь энергию, превышающую ширину запрещенной зоны ΔE, то величина ΔE определяет длинноволновую границу регистрации излучения фотодетекторами (у чистого германия $\Delta E = 1{,}2$ эВ, что соответствует $\lambda_{max} = 1$ мкм).

В фотосопротивлениях поглощаемые фотоны с $\lambda < \lambda_{max}$ увеличивают число свободных носителей заряда, повышая собственную проводимость кристалла, и при постоянном потоке излучения на детектор равновесное значение тока определяется скоростью поступления носителей в зону проводимости и их спонтанной рекомбинацией. Уровень генерационно-рекомбинационного шума в фотосопротивлениях при отсутствии излучения определяется скоростью случайного образования носителей вследствие тепловых колебаний решетки (и их рекомбинацией) и зависит от собственной проводимости кристалла. Но поскольку зависимость собственной проводимости полупроводников от температуры выражается формулой

$$\rho = \rho_0 \exp\left(-\frac{\Delta E}{2kT}\right), \tag{3.8}$$

то для уменьшения шума необходимо глубокое охлаждение кристалла.

У наиболее распространенного в инструментах для наблюдений в ближней инфракрасной области кристалла PbS величина ΔE соответствует $\lambda_{max} \approx 3$ мкм, и при охлаждении до температур жидкого азота (77 К) детектирующая способность составляет $10^{11}-10^{12}$ см·Гц$^{1/2}$·Вт$^{-1}$.

Постоянная времени τ у фотодетекторов определяется временем спонтанной рекомбинации зарядов и поэтому значительно меньше, чем у тепловых детекторов. Например, у PbS $\tau = 10^{-3} \div 10^{-4}$ с.

При создании фотодетекторов для более длинноволнового диапазона используются кристаллы, легированные различными добавками, которые создают примесную проводимость. У атомов примесей уровень валентных электронов находится внутри запрещенной зоны основного кристалла, уменьшая ΔE и соответственно увеличивая λ_{max}.

Зависимость примесной проводимости от температуры также определяется формулой (3.8), так что с увеличением λ_{max} требуется все более глубокое охлаждение кристаллов (до температур жидкого гелия в субмиллиметровой области). У детекторов Ge:Au λ_{max} = 10 мкм, у Ge:Ga — до 200 мкм. Длинноволновая граница для детекторов Ge:B соответствует 130 мкм.

В последнее время для регистрации излучения в диапазоне 8–14 мкм разрабатываются детекторы из тройных сплавов — $Hg_{1-x}Cd_xTe$, $Pb_{1-x}Sn_xTe$. В этих сплавах изменение молярной концентрации x ведет к изменению ширины запрещенной зоны.

У охлаждаемых фотосопротивлений внутренний шум обусловлен в основном джонсоновскими генерационно-рекомбинационным шумом, а также дробовым шумом, появляющимся из-за дискретности электрических зарядов при протекании постоянного тока. ЭМШ фотосопротивлений при глубоком охлаждении уменьшается до $\leqslant 10^{-16}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

В другом типе квантовых детекторов — фотовольтаическом приемнике — для регистрации излучения создается $p-n$ переход на границе областей с примесями противоположного типа в кристалле. Образующиеся при поглощении фотонов электроны и дырки разделяются $p-n$ переходом, благодаря чему на концах полупроводника возникает разность потенциалов (аналогично процессам в фотоэлементах солнечных батарей).

Если на фотовольтаический элемент падает монохроматическое излучение мощностью W Вт с длиной волны λ, то при квантовой эффективности регистрации ϵ величину возникающего фототока можно записать как

$$i = \frac{\epsilon e W \lambda}{hc} \text{ А.} \tag{3.9}$$

При глубоком охлаждении фотовольтаического детектора преобладающей компонентой шумов становится шум Джонсона, для которого среднеквадратичные флуктуации тока записываются так:

$$i_{ш} = \left(\frac{4kT\Delta f}{R}\right)^{1/2} \text{ А,} \tag{3.10}$$

где R — динамическое сопротивление детектора в рабочей точке. Из (3.9) и (3.10) определяется фундаментальный предел на ЭМШ фотовольтаических кристаллов [6]

$$\text{ЭМШ} = \frac{2hc}{\epsilon e \lambda}\left(\frac{kT}{R}\right)^{1/2} \approx \frac{10^{-11}}{\lambda\epsilon}\left(\frac{T}{R}\right)^{1/2} \text{ Вт/Гц}^{1/2}, \tag{3.11}$$

где размерность R — Ом, а λ — в микрометрах. Таким образом, ЭМШ фотовольтаических детекторов обратно пропорциональна длине волны излучения (что справедливо и для фотосопротивлений).

Наибольшее распространение при наблюдениях в ближней инфракрасной области получил фотовольтаический приемник InSb с длинноволновой границей λ_{max} = 5,5 мкм. При охлаждении до температур ниже 77 К у некоторых детекторов с высоким импедансом ЭМШ доведена до $\sim 10^{-16}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

В настоящее время разрабатываются перспективные детекторы инфракрасного диапазона на основе эффекта Джозефсона. В сконструированных приемных устройствах такого типа, охлаждаемых до 1,5 К, достигнута ЭМШ в 10^{-15} Вт/Гц$^{1/2}$.

На рис. 37 приведены значения детектирующей способности D^* для различных приемников.

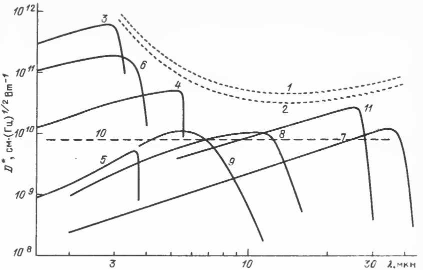


Рис. 37. Вид зависимости D^* для различных детекторов. *1* — Теоретические максимальные значения D^* для фотовольтаического детектора с полем зрения 2π ограниченного внешним фоном с температурой 300 К, *2* — то же для фотосопротивлений, *3* — InAs 77 К, *4* — InSb (фотовольтаический) 77 К, *5* — InAs 300 К, *6* — PbS 77 К, *7* — Ge: Zn 4,2 К, *8* — Ge: Hg 30 К, *9* — Ge: Au 77 К, *10* — термисторный болометр при T =300 К, *11* — Si: B 10 К

До сих пор при оценке чувствительности в основном рассматривался только внутренний шум детекторов. Но в реальных наблюдениях на детектор всегда попадает внешнее фоновое излучение (от телескопа, атмосферы и т.д.). Если флуктуации ("шум") внешнего фона превышают внутренний шум приемника, то в этом случае минимально обнаружимый во время наблюдений поток от источника определяется уровнем внешних шумов ("режим ограничения внешним фоном"). В противном случае чувствительность детектора ограничена внутренними шумами.

Поскольку при регистрации детектором постоянного внешнего фонового потока мощностью W Вт (принимаемого в узкой полосе на длине волны λ) флуктуации сигнала также определяются статистическим разбросом в числе образованных носителей заряда, то (в случае $h\lambda/c \gg kT$, где T — температура детектора) при нормировке на единичную полосу частот приемной электрической аппаратуры получается значением ЭМШ, соответствующее внешнему фону:

$$\text{ЭМШ} = \left(\frac{2Whc}{\lambda\epsilon}\right)^{1/2} \ \text{Вт/Гц}^{1/2}. \tag{3.12}$$

По аналогии с (3.1) определяется и детектирующая способность в случае преобладания внешних шумов. Так, в наземных телескопах приемник регистрирует излучение от деталей инструмента, а также от атмосферы с эффективной температурой около 300°, и при площади детектора в 1 мм^2 с одного квадратного градуса поля зрения поступает около 10^{-7} Вт, что, например, при длине волны в 10 мкм приводит к величине ЭМШ $\sim 3\cdot10^{-12}$ Вт/Гц$^{1/2}$, если излучение регистрируется с полусферы и эффективность регистрации равна 1. Соответствующее значение D^* для данного

детектора равно $3 \cdot 10^{10}$ см·Гц$^{1/2}$·Вт$^{-1}$. Теоретические оценки D^* при внешнем изотропном диффузном излучении с температурой 300 К, падающем с полусферы на детектор, приведены на рис. 37.

Для оценки чувствительности инфракрасного инструмента в условиях суммарного воздействия внутренних и внешних шумов употребляется величина эквивалентной плотности потока шума (ЭППШ), равная минимальному потоку от источника на небесной сфере, который создает на выходе детектора единичное отношение сигнал/шум в полосе приема в 1 Гц. Таким образом,

$$\text{ЭППШ} = \frac{\text{ЭМШ}}{S_{\text{т}}\, \eta_{\text{т}}\, \Delta\nu} \quad \text{Вт/м}^2 \cdot \text{Гц} \cdot \text{Гц}^{1/2}, \qquad (3.13)$$

где $S_{\text{т}}$ — площадь входной апертуры телескопа, $\eta_{\text{т}}$ — коэффициент пропускания излучения телескопом и фильтрами, $\Delta\nu$ — спектральный интервал регистрации излучения. Под ЭМШ в данном случае понимается суммарный уровень внешних и внутренних шумов.

4. *Когерентные приемники.* Гетеродинные детекторы с высоким спектральным разрешением только начинают применяться при наблюдениях в инфракрасном и субмиллиметровых диапазонах. Основным их достоинством является возможность реализации более высокого спектрального разрешения — до $\lambda/\Delta\lambda \sim 10^6$, а также лучшая чувствительность, чем у некогерентных детекторов. Но серьезными проблемами при конструировании когерентных спектроскопических устройств инфракрасного диапазона являются создание генератора излучения большой мощности, высокой стабильности и с возможностью перестройки частоты, а также поиск подходящих детекторов — смесителей сигнала. В настоящее время разработано несколько приемников, в которых в качестве гетеродина используются лазеры — твердотельные $Pb_{1-x}Sn_xTe$ или газовые (CO_2). В качестве смесителей применяются кристаллы с малыми постоянными времени — фотосопротивления Ge:Cu и $Hg_{1-x}Cd_xTe$ при $\lambda \sim 10$ мкм или "электронный болометр" на основе n-InSb в субмиллиметровом диапазоне. ЭМШ современных гетеродинных приемников составляет $\sim 10^{-13}$ Вт/Гц$^{1/2}$ при спектральном разрешении 10^4–10^5 [6]. Так, недавно рекордное спектральное разрешение в $1{,}5 \cdot 10^5$ (что соответствует 3 МГц по частоте) достигнуто на длине волны в 610 мкм при самолетных наблюдениях с гетеродинным спектрометром, в котором в качестве смесителя использовался "электронный" болометр из n-InSb [7].

5. *Фильтры для инфракрасного диапазона.* При грубом анализе спектра инфракрасного излучения и фотометрических исследованиях использование фильтров в дополнение к основной задаче — выделению нужного участка спектра — помогает решению еще нескольких проблем.

1. Так как фоновое излучение неохлаждаемого телескопа и атмосферы имеет эффективную температуру, близкую к 300 К, и максимум интенсивности вблизи 10 мкм, то использование обрезающих фильтров низких частот при наблюдениях в далекой инфракрасной и субмиллиметровой областях позволяют существенно снизить уровень внешнего фона, регистрируемый приемником.

2. В случае, когда основной вклад в шум дает излучение, попадающее на приемник через фильтр, установленный перед криостатом (и сам фильтр тоже охлажден, так что его собственное тепловое излучение невелико), можно считать, что в малом спектральном интервале мощность фона пропорциональна величине полосы пропускания фильтра $W \propto \Delta\lambda$. Тогда, по формуле (3.12), ЭМШ $\propto (\Delta\lambda/\lambda)^{1/2}$ и ЭППШ $\propto (\lambda/\Delta\lambda)^{1/2}$, как следует из

(3.13). Этот сравнительно медленный рост ЭППШ (т.е. ухудшение чувствительности) с ростом спектрального разрешения является выигрышем, который обусловливает широкое применение фильтров, охлажденных до криогенных температур, а также охлаждаемых спектрометров.

В настоящее время существуют много типов фильтров для инфракрасных инструментов — кристаллические, порошковые, фильтры на основе металлосеточных структур и т.д. Привлекательными чертами таких фильтров являются сравнительная простота изготовления и использования, возможность создания фильтра на любую длину волны инфракрасного и субмиллиметрового диапазона, стойкость к многократному охлаждению и нагреву. Но в то же время такие устройства не обеспечивают спектрального разрешения лучше $\lambda/\Delta\lambda \sim 10$, часто имеют дополнительные полосы пропускания вне заданного спектрального интервала, а область максимальной прозрачности может изменяться при охлаждении.

Интерференционные фильтры и интерферометры Фабри—Перо, также широко применяемые в инфракрасном диапазоне, позволяют достичь разрешения по спектру до $\lambda/\Delta\lambda \sim 100$ и могут быть сделаны перестраиваемыми (при изменении расстояния между отражающими поверхностями).

§ 3. Ограничения при наземных инфракрасных наблюдениях

Инфракрасные наблюдения на наземных телескопах имеют одно неоспоримое преимущество по сравнению с внеатмосферными — возможность использования инструментов большого диаметра — до 6 м. Тем не менее существование факторов, принципиально ограничивающих возможности наблюдений с Земли, с неизбежностью привело к созданию самолетных, баллонных и космических инфракрасных телескопов. Такими факторами являются поглощение излучения в атмосфере, фоновое излучение атмосферы и телескопа и размытие изображения. Кроме того, большинство наземных оптических телескопов по своей конструкции не являются оптимальными для проведения наблюдений в инфракрасном диапазоне.

1. Атмосферное поглощение ограничивает инфракрасные наблюдения несколькими полосами. Поглощение обусловлено главным образом водяным паром, распределение которого в атмосфере имеет небольшую характерную высоту — около 2 мкм — что дает возможность расширить диапазон наблюдений при установке телескопов на высокогорных обсерваториях. На рис. 38 показана прозрачность атмосферы на разных высотах.

С окнами прозрачности совпадают длины волн инфракрасной фотометрической системы *HKLMNQ* (см. табл. 4).

Кривые пропускания фотометрической системы имеют весьма негладкую форму (рис. 39 [8]) и захватывают участки спектра, где пропускание

Таблица 4

Характеристики инфракрасных фотометрических полос

Полоса	Эффективная длина волны, мкм	Поток, соответствующий $m = 0$ Вт/м^2·Гц	Полоса	Эффективная длина волны, мкм	Поток, соответствующий $m = 0$ Вт/м^2·Гц
H	1,63	$8{,}9 \cdot 10^{-24}$	*N*	10,6	$3{,}63 \cdot 10^{-26}$
K	2,22	$6{,}8 \cdot 10^{-24}$	*Q*	21	$9{,}56 \cdot 10^{-26}$
L	3,6	$2{,}76 \cdot 10^{-24}$	*Z*	34	$3{,}4 \cdot 10^{26}$
M	5,0	$1{,}52 \cdot 10^{-25}$			

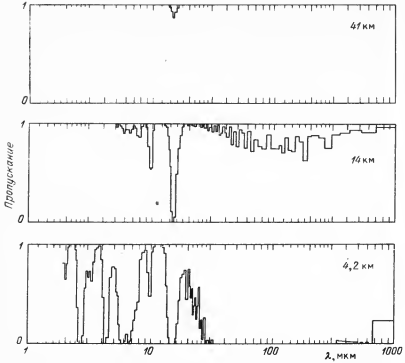


Рис. 38. Пропускание атмосферы в инфракрасном диапазоне на различных высотах.

отлично от единицы, а так как концентрации поглощающих компонент в атмосфере переменны в зависимости от места и сезона наблюдений, времени суток и зенитного угла, это сильно осложняет фотометрические наблюдения в инфракрасном диапазоне. Для абсолютной фотометрии используется набор стандартных звезд. В субмиллиметровой области, где потоки от звезд малы, абсолютная калибровка проводится по излучению планет

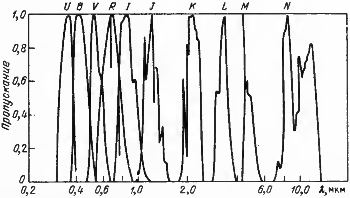


Рис. 39. Спектральные характеристики инфракрасных фотометрических полос.

(255, 235 , 145 и 85 К для Венеры, Марса, Юпитера и Сатурна, соответственно).

Излучательная способность атмосферы по отношению к излучению черного тела с эффективной температурой 300 К показана на рис. 40, из которого видно, что, например, в окнах атмосферной прозрачности на длинах волн в 10 и 20 мкм уровень атмосферного фона весьма велик (в этом же диапазоне максимально и излучение от конструкций телескопа).

Следует учесть, что кроме статистических существуют также флуктуации фонового потока излучения от атмосферы, связанные, во-первых, с переменностью по времени излучательной способности различных слоев воздуха в направлении визирования и, во-вторых, с неодинаковой яркостью неба в различных направлениях. Эти флуктуации ("шум неба") могут давать существенный вклад во внешний шум. Для подавления шума неба необходима пространственная модуляция излучения с периодическим отклонением поля зрения от направления на источник. При этом для уменьшения влияния пространственных градиентов яркости угол отклонения должен быть достаточно мал (несколько угловых минут), а для подавления быстрых флуктуаций фонового потока частота модуляции должна быть достаточно высокой (сотни герц), что обусловливает применение приемников с малыми постоянными времени. Обычно модуляция производится качанием вторичного зеркала. Но если пространственная модуляция весьма эффективна при наблюдениях точечных источников, то для диффузных объектов ее осуществление связано с определенными трудностями. И, естественно, модуляция не имеет смысла при наблюдениях изотропного

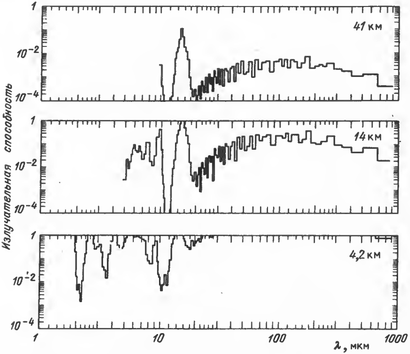


Рис. 40. Излучательная способность атмосферы в инфракрасном диапазоне на различных высотах.

фона, где единственным способом выделения полезного сигнала является максимально возможное подавление внутреннего и внешнего шумов при обязательном вынесении инструмента за плотные слои атмосферы.

3. В общем случае при разработке инфракрасных телескопов подавление внешнего фонового излучения возможно несколькими путями:

а) Уменьшение поля зрения телескопа. Уровень шума неба пропорционален $S_т\Omega$, где $S_т$ — площадь главного зеркала, а Ω — телесный угол поля зрения. С другой стороны, уровень фотонного шума атмосферы пропорционален $(S_т\Omega)^{1/2} \propto D\beta$, где β — угловой диаметр поля зрения, и при наблюдениях точечных источников отношение сигнал/шум пропорционально $S_т/D\beta \propto D/\beta$. Отсюда, в частности, следует, что при минимально возможном поле зрения (т.е. ограниченном дифракционным пределом) геометрический фактор телескопа $S_т\Omega$ имеет величину порядка λ^2. Для телескопов же с большой апертурой D уменьшение поля зрения лимитируется качеством изображения и юстировки, точностью работы систем ориентации и стабилизации и т.д.

б) Применение специальных покрытий с малой излучательной способностью для всех конструкций телескопа (в том числе и зеркал), которые дают вклад в фоновый поток от телескопа, попадающий на приемник. Для полированного алюминия $\epsilon = 0{,}02$, напыленные слои серебра и золота имеют $\epsilon \sim 0{,}01$.

в) Для подавления излучения вне исследуемого диапазона применяются фильтры, охлажденные до криогенных температур.

г) В кассегреновских телескопах тепловое излучение отверстия в главном зеркале (на пути между вторичным зеркалом и детектором), отраженное вторичным зеркалом на приемник, дает существенный вклад в фон. Для уменьшения этого потока отверстие должно быть сделано как можно меньше, а так как размер его определяется отношением *D/F*, следовательно, телескоп должен быть длиннофокусным. У внеосевых телескопов системы Гершеля отверстие в главном зеркале отсутствует, но при этом модуляция должна производиться главным зеркалом, что возможно лишь для небольших инструментов.

§ 4. Специфика внеатмосферных инфракрасных наблюдений

На высотах в 7—20 км, соответствующих полету самолетов, из-за уменьшения поглощения водяным паром достигается высокая атмосферная прозрачность на субмиллиметровых волнах и наблюдениям становится доступен почти весь инфракрасный диапазон. Излучательная же способность атмосферы уменьшается до $\epsilon_a \sim 0{,}1$ при характерной температуре атмосферы в $-50\,^\circ$С на этих высотах (см. рис. 38 и 40), что ведет к существенному уменьшению фона в диапазоне 10—100 мкм. Например, при наблюдениях, проводимых самолетным телескопом диаметром 1 м с полем зрения в 1′, если спектральное разрешение аппаратуры составляет примерно $\lambda/\Delta\lambda \sim 10$, то уровень фотонного шума теплового излучения атмосферы на детекторе соответствует ЭМШ $\sim 10^{-12}$ Вт/Гц$^{1/2}$. Похожие значения ЭМШ при этом имеют шум неба и шум от теплового излучения телескопа с $\epsilon_т \sim 0{,}05$, охлажденного до 220 К. Примерное равенство шумов различной природы приводит к тому, что при решении различных наблюдательных задач в зависимости от поля зрения телескопа, спектрального диапазона наблюдений и спектрального разрешения аппаратуры и т.д. будут преобладать разные шумовые компоненты. Так, в приведенном примере самолетных фотометрических наблюдений при увеличении поля зрения до нескольких минут преобладающую роль будет играть шум неба.

Достоинствами самолетных наблюдений являются возможность использования стандартного оборудования, высокая надежность аппаратуры, гибкость программы наблюдений и присутствие наблюдателей во время работы. В то же время вибрации от работы бортовых систем и аппаратуры управления телескопом могут вызывать дополнительный шум в детекторах и электронике. Одной из особенностей самолетных наблюдений является дополнительная переменность пропускания и излучательной способности атмосферы за счет быстрого движения самолета по трассе следования, так что необходима более частая калибровка прибора (по стандартным звездам).

На высотах более 30 км, доступных баллонам, в спектре поглощения атмосферы остаются только отдельные узкие (хотя и насыщенные) линии H_2O, а также CO_2 и O_3. С другой стороны, вследствие низкого давления (меньше 5–6 мбар) излучательная способность атмосферы уменьшается до $\sim 0{,}01$, и вклад в шум от теплового излучения телескопа при $T \sim 250$ К в несколько раз выше атмосферного, а при охлаждении и самого телескопа суммарная внешняя ЭМШ понижается до $\sim 10^{-13}$–10^{14} Вт/Гц$^{1/2}$.

В условиях слабого внешнего фона в баллонных экспериментах появляется возможность проводить наблюдения не только с малым полем зрения для изучения отдельных источников и картирования небольших участков небесной сферы с высоким угловым разрешением (такие эксперименты характерны для самолетных исследований), но и увеличивать поле зрения до десятков угловых минут без потери чувствительности, что необходимо при проведении обзоров больших площадей неба. Кроме того, становятся возможными наблюдения реликтового фона с очень большими (до $\sim 10^\circ$) полями зрения, а следовательно, и с большим геометрическим фактором.

Одной из проблем при разработке охлаждаемых баллонных телескопов является намерзание кристаллов льда на зеркалах при низких температурах. Для предотвращения этого необходимо или устанавливать "горячее" (т.е. находящееся при температуре окружающей среды) входное окно телескопа в виде тонкой мембраны, или постоянно прокачивать через трубу инструмента какой-либо сухой газ (например, гелий), препятствуя конденсации воды на холодных поверхностях. Следует учитывать также, что сам корпус баллона, а также электронные и механические блоки гондолы являются источниками теплового излучения. Для защиты от внешних тепловых потоков весь телескоп обычно покрывается многослойной ЭВТИ. Уже проводились баллонные наблюдения с полностью охлаждаемыми телескопами с диаметром главного зеркала до 40 см.

Наилучшие по чувствительности условия для инфракрасных наблюдений реализуются при установке приборов на зондирующих ракетах и КА. В этом случае влияние атмосферы полностью исключается, что дает следующие преимущества (в дополнение к общим достоинствам астрономических наблюдений из космоса):

1 Наблюдения можно проводить во всем диапазоне 1–1000 мкм.

2. Уровень внешнего фона складывается из зодиакального света (с температурой ~ 300 К и излучательной способностью в плоскости эклиптики $\epsilon_з \sim 10^{-7}$–10^{-8}), рассеянного излучения звезд и изотропного трехградусного фона. Зодиакальный свет имеет максимум излучения вблизи $\lambda \sim 10$–20 мкм с интенсивностью в $\sim 10^{-19}$ Вт/(м$^2 \cdot$Гц$\cdot$ср) в плоскости эклиптики, и определяет внешний фоновый поток при $\lambda < 30$ мкм. Таким образом, если телескоп охлажден, так что его тепловое излучение не дает заметного вклада в фоновый поток на приемнике, то внешний фон в далеком инфра-

красном диапазоне уменьшается в $\sim 10^8$ раз по сравнению с наземными наблюдениями, и ЭМШ понижается в 10^4 раз.

На волнах ~ 100 мкм равный по порядку величины вклад во внешний фон дает зодиакальный свет и рассеянное излучение звезд, определяя интенсивность фона в $\sim 10^{-19}$ Вт/(м^2·Гц·ср).

3. Отсутствие атмосферного шума неба и постоянство яркости внешнего фона по времени значительно облегчают выделение полезного сигнала. По этим же причинам при наблюдениях в космосе создаются идеальные условия для фотометрических работ.

4. В космосе возможно полное охлаждение инструментов до криогенных температур (при условии хорошей теплозащиты ЭВТИ) и при этом отсутствуют проблемы конденсации влаги на оптических поверхностях.

5. Поскольку изображения не размываются атмосферой, минимальный размер поля зрения телескопа определяется только дифракционным пределом и точностью гидирования во время наблюдений.

Ракетные наблюдения в инфракрасном диапазоне телескопами с диаметром около 20 см вследствие ограниченности во времени проводились в основном для исследований фонового излучения и быстрых обзоров небесной сферы в режиме сканирования. При таких наблюдениях весь инструмент помещается в криостат, установленный в отсеке ПН, и охлаждение проводится на Земле перед запуском ракеты. Чтобы не было обмерзания, весь внутренний объем криостата обычно прокачивается сухим азотом или гелием. Большое значение имеет теплоизоляция отсека ПН, так как на начальном участке траектории обтекатель ракеты сильно нагревается при трении об атмосферу.

Отметим еще две особенности инфракрасных наблюдений в космосе. Во-первых, при исследованиях с особенно крупными инструментами с высокой чувствительностью заметное фоновое излучение в далекой инфракрасной области может создаваться частицами собственной атмосферы КА, через которую телескоп просматривает небесную сферу. Во-вторых, на околоземных орбитах в полупроводниковых приемниках появляется дополнительная компонента шума, вызванная образованием электронно-дырочных пар при ионизационных столкновениях электронов и протонов радиационных поясов с материалом детектора.

Инструменты для инфракрасных исследований планет практически всегда входят в состав АМС. Большие потоки инфракрасного излучения от планет при наблюдениях с близкого расстояния несколько снижают требования к чувствительности инфракрасных телескопов по сравнению с наблюдениями источников на небесной сфере. На приборы, предназначенные для установки на АМС, накладываются самые жесткие ограничения по весу, энергопотреблению, надежности работы и по другим параметрам. Эти факторы и определяют характерные черты планетных инфракрасных инструментов — небольшие (до ~ 10 см) размеры апертуры, широкие (несколько градусов) поля зрения, использование для охлаждения только пассивных СТР. Соответственно, уровень чувствительности таких приборов определяется шумами детектора и тепловым излучением самого телескопа. Наблюдения проводятся на длинах волн менее 50 мкм, т.е. вдали от максимума собственного излучения телескопа, а калибровка производится направлением поля зрения в открытый космос (где эффективная температура фонового излучения низка — несколько кельвинов) или на специальную "чернотельную" пластину, температура которой контролируется.

§ 5. Инструменты для внеатмосферных исследований

1. *Телескопы, установленные на самолетах.* Первым самолетным инструментом был кассегреновский телескоп диаметром 30 см, установленный на гироплатформе в открытом отсеке самолета "Лир Джет" [9]. Этот телескоп (с некоторыми модификациями) используется до сих пор. Сравнительно большое (несколько угловых минут) поле зрения и точность гиростабилизации порядка 1′ обусловливают тот факт, что применение инструментов такого класса на самолетах наиболее выгодно для картографических наблюдений, а также для исследований ярких дискретных источников излучения.

Близкий по конструкции телескоп системы Кассегрена диаметром 32 см с $A = 1:7{,}6$ был разработан в Медонской обсерватории. Телескоп устанавливался на самолетах "Каравелла" и CV-990 [16]. При наблюдениях в диапазоне 30–140 мкм с помощью болометра с диаметром поля зрения в несколько угловых минут чувствительность определялась шумом неба с ЭППШ $\sim$ 1000 Ян/Гц$^{1/2}$. Точность стабилизации гироплатформы при наблюдениях была лучше 1′, и качанием всего телескопа обеспечивалось сканирование областей размером до 30′ × 30′ при картировании выбранных участков небесной сферы.

Для наблюдений в далекой инфракрасной и субмиллиметровой областях ($\lambda = 10 \div 1000$ мкм) с борта самолета АН-30 на высоте 7 км в Институте космических исследований АН СССР был разработан телескоп диаметром 25 см и фокусным расстоянием 175 см. Инструмент был ориентирован в открытый иллюминатор самолета (рис. 41) и установлен на гироплатформе с точностью стабилизации до 3′ [11].

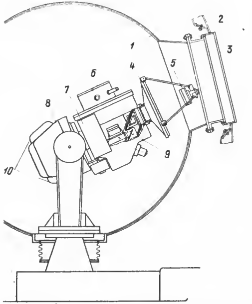


Рис. 41. Схема инфракрасного телескопа на самолете АН-30. *1* — Гермоконтейнер, *2* — стенка фюзеляжа, *3* — иллюминатор, *4* и *5* — первичное и вторичное зеркала, *6* — криостат, *7* — предусилитель, *8* — гироплатформа, *9* — внутренний объем криостата с приемником, фильтрами и модулятором, *10* — противовесы.

Приемники (фотосопротивления Si:B, Ge:B, Ga:As и InSb) были помещены в криостат с жидким гелием. Спектральный анализ излучения проводился с помощью фильтров, укрепленных на вращающемся диске, и интерферометра Фабри—Перо. В диапазоне 20—500 мкм спектральное разрешение фильтров составляло $\lambda/\Delta\lambda = 2 \div 7$, в то время как перестраиваемый (изменением расстояния между сетками) интерферометр обеспечивал разрешение $\lambda/\Delta\lambda = 20$ в первом и $\lambda/\Delta\lambda = 40$ во втором порядках в диапазоне от 60 до 1000 мкм.

Модуляция потока от источника с частотой 200 Гц проводилась вращающимся диском-модулятором; чувствительность наблюдений была ограничена внешним фоном до величины ЭМШ $\sim 10^{-12}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

Самым большим самолетным телескопом является телескоп, установленный в специальном открытом отсеке и используемый как универсальный инструмент при инфракрасных наблюдениях на "Обсерватории им. Койпера" (рис. 42). Диаметр первичного зеркала телескопа системы Кассегрена равен 91 см, эквивалентное фокусное расстояние составляет 12 м. Приемная аппаратура рассчитана на регистрацию излучения во всем диапазоне 1—1000 мкм.

Качество изображения (0",6), даваемого оптикой телескопа, соответствует дифракционному пределу на волне 3 мкм [12]. Для обеспечения такого качества во время наблюдений оптика и конструкции телескопа были изготовлены из сплава, коэффициент теплового расширения которого становится близок к нулю при $T = 220$ К (рабочая температура телескопа), так что случайные малые тепловые потоки не приводят к отклонению от заданной формы зеркал.

При полете на высоте 13 км время наблюдений доходит до четырех часов. Телескоп снабжен трехосной гироскопической системой стабилизации, которая обеспечивает точность гидирования до 1" за десятки минут наблюдений; точность наведения на заданный объект достигает 5". Для опознавания поля поиска нужной зоны на небе, контроля гидирования и передачи изображения звездного поля на телевизионные мониторы используются дополнительные телескопы с различными полями зрения, установленные соосно с основным телескопом. Система управления позволяет производить растровое сканирование областей неба площадью до 1 квадратного градуса.

Для удобства и повышения надежности детектирующая аппаратура размещается неподвижно внутри кабины; отклонение пучка на 90° от оси телескопа

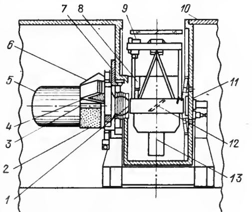


Рис. 42. Телескоп "Обсерватории им. Койпера" на самолете С-141. *1* — Воздушные подшипники, *2* — привод по углу места, *3* — фокальная плоскость, *4* и *6* — приводы по азимуту, *5* — аппаратурный отсек, *7* — стенка кабины, *8* — следящая камера с полем зрения 40', *9* — телескоп-гид с полем зрения 8°, *10* — дефлектор воздушного потока, *11* — арретир, *12* — сферическое зеркало, *13* — оптическая ось.

производится дополнительным сферическим зеркалом. Максимальное поле зрения телескопа составляет 15'. Модуляция потока выполняется качанием вторичного зеркала с частотой до 140 Гц. Чувствительность достигает $\sim 10^{-14}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

Для повышения чувствительности все отражающие элементы телескопа покрыты золотом, а отсек с телескопом перед проведением наблюдений охлаждается до 220 К. Большая апертура, высокое качество оптики, низкий инструментальный фон и высокоточная система стабилизации обусловили использование телескопа "Обсерватории им. Койпера" для решения широкого круга задач инфракрасной астрономии.

2. *Баллонные инструменты.* Эксперименты на баллонных платформах являются в настоящее время наиболее развитой областью инфракрасных наблюдений.

Ранние наблюдения проводились телескопами умеренной апертуры (30–40 см) с относительно широкими полями зрения (6'–12') и точностью наведения в 1'–5'.

Целью этих экспериментов были фотометрические обзоры Млечного Пути и построение карт областей НII с умеренным разрешением. В качестве примера подобного инструмента можно привести 30-сантиметровый телескоп Института космических исследований им. Годдарда и Аризонского университета (рис. 43). Оптика телескопа была построена по системе Ньютона с относительным отверстием 1:5; поле зрения ограничивалось диафрагмой до 12'. Точность наведения и стабилизации гондолы составляла 1'–3'. Для защиты от попадания влаги на оптические поверхности входное окно было закрыто тонкой полиэтиленовой мембраной. Полиэтилен, линза поля и фильтры из тефлона и металлической сетки определяли полосу пропускания в 40 мкм на длине волны 100 мкм. Инструмент использовался для картирования и работал в режиме сканирования в пределах $\pm 5^{\circ}$ по углу места и азимуту вокруг заданного направления. В обзорных наблюдениях Млечного Пути с приемником из Ge:B была достигнута ЭППШ, равная 3000 Ян/Гц$^{1/2}$ [13].

В настоящее время имеются инструменты этого класса, в которых чувствительность в субмиллиметровой области повышена за счет максимального снижения уровня инструментального фона. Так, в Аризонском и Корнельском университетах был создан телескоп диаметром 40 см, полностью охлаждаемый до температур 4–10 К при наблюдениях (приемники охлаждаются до 2 К). ЭППШ при наблюдениях составляет 30–60 Ян/Гц$^{1/2}$ в полосе 20–100 мкм.

В однозеркальном телескопе диаметром 20 см системы Гершеля (Аризонский университет) все механические детали, излучение которых может

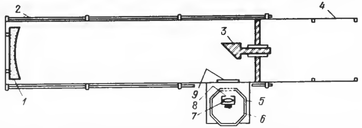


Рис. 43. Баллонный телескоп диаметром 30 см. *1* — Параболическое зеркало, *2* — труба телескопа, *3* — модулирующее поток вторичное зеркало, *4* — бленда, *5* — дьюар с жидким гелием, *6* — приемник, *7* — линза Фабри, *8* — диафрагма, *9* — полиэтиленовое окно.

попасть на детектор, покрыты слоем золота; вследствие малой излучательной способности золотых покрытий при обзорных наблюдениях в диапазоне 50–300 мкм с полем зрения в 15′ была достигнута рекордная чувствительность порядка нескольких Ян/Гц$^{1/2}$ [14].

Для построения карт выбранных областей небесной сферы с высоким угловым разрешением и для наблюдений слабых источников требуются баллонные телескопы с большим диаметром, малым полем зрения и, следовательно, с высокой точностью наведения и гидирования. Уже построено 5 баллонных инструментов с диаметром 1–1,2 м, предназначенных для таких многоцелевых наблюдений в далекой инфракрасной области. Один из них – телескоп Смитсонианской Астрофизической обсерватории (рис. 44) – выполнен по схеме Кассегрена с главным зеркалом диаметром 102 см. Эквивалентное относительное отверстие всей системы

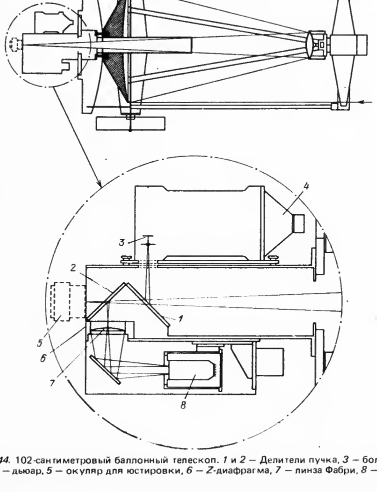


Рис. 44. 102-сантиметровый баллонный телескоп. *1* и *2* – Делители пучка, *3* – болометры, *4* – дьюар, *5* – окуляр для юстировки, *6* – *Z*-диафрагма, *7* – линза Фабри, *8* – ФЭУ.

равно 1:13,5. Перед фокальной плоскостью телескопа луч отклоняется на 90° и направляется на мозаику из болометров, расположенных в дьюаре. Излучение в диапазоне 40–250 мкм с максимумом на 65 мкм регистрируется четырьмя болометрами из Ge:Ga, охлаждаемыми до температуры в 1,8 К (температура кипения гелия при давлении в 10 мм рт.ст.). Поле зрения каждого детектора – 1′ [15]. Инфракрасный поток направляется на болометры с помощью отражения от дихроичного делителя. Видимое же излучение проходит через делитель, и дополнительное полупрозрачное зеркало направляет половину излучения в оптическом диапазоне на окуляр, используемый для фокусировки на Земле. Оставшаяся часть через линзу Фабри и Z-диафрагму поступает на ФЭУ.

Для наведения и стабилизации инструмента используется двухступенчатая система ориентации. Первая ступень, с использованием местной вертикали и горизонтальной компоненты геомагнитного поля, обеспечивает точность наведения в 0°,1. Двухосевая гироскопическая система служит для точной стабилизации с возможностью сканирования осью телескопа в двух направлениях со скоростями 1–10 минут дуги/с.

Вторая ступень стабилизации – тонкое гидирование – проводится с использованием в контуре управления видиконной телевизионной камеры; при этом точность стабилизации улучшается до 30″. Контроль положения оси поля зрения телескопа возможен по анализу данных с Z-датчика, а также по снимкам установленного в гондоле фотоаппарата с полем зрения в 5°.

Чувствительность телескопа ограничивается внешним шумом и составляет около 70 Ян/Гц$^{1/2}$.

3. *Ракетные наблюдения в инфракрасном диапазоне.* На рис. 45 показана типичная схема ракетного инфракрасного телескопа, охлаждаемого жидким гелием. Телескоп, диаметром 20 см, разработанный в Морской исследовательской лаборатории США, предназначался для регистрации космического фона и был установлен под обтекателем ракет "Аэроби" и "Блэк Брант". Внешний диаметр криостата соответствовал внутреннему диаметру корпуса ракеты (37 см). Оптическая кассегреновская схема телескопа обеспечивала поле зрения в 3°. В фокусе телескопа размещались пять приемников из Ge:Hg, Ge:Cu, Ge:Ga, GaAs и InSb

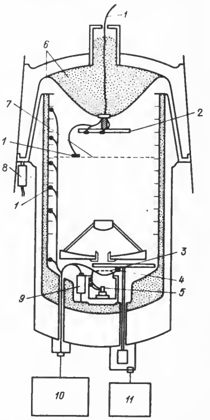


Рис. 45. Ракетный инфракрасный телескоп. *1* – Датчик температуры, *2* – калибровочная пластина, *3* – обрезающий фильтр, *4* – датчик контроля скорости вращения модулятора, *5* – приемники, *6* – жидкий гелий, *7* – медное кольцо, *8* – пиропатрон для сброса обтекателя, *9* – предусилитель, *10* – блок электроники, *11* – двигатель модулятора.

для приема излучения в широких полосах диапазона 10—1000 мкм. Проволочная сетка служила обрезающим низкочастотным фильтром с граничной длиной волны в 1,3 мкм. Модуляция потока с частотой 267 Гц осуществлялась вращающимся лопастным прерывателем.

Как видно из схемы, калибровка приемников проводилась вплоть до момента сброса обтекателя и начала наблюдений. Для этого на крышке обтекателя была укреплена емкость с жидким гелием и калибровочная пластина, охлажденная до 4 К.

Поле зрения телескопа было направлено по оси ракеты. Для сканирования небесной сферы во время наблюдений использовалось замедление вращения ракеты, приводящее к монотонному увеличению угла прецессии. Окончательное определение ориентации телескопа проводилось с помощью магнитометра и звездного датчика [16].

В другом эксперименте с аналогичным размещением телескопа в теле ракеты поле зрения с помощью плоского зеркала отклонялось на 90° и было перпендикулярно вращению ракеты; сканирование сферы также проходило по разным траекториям из-за прецессии [17].

Возможности обзорных инфракрасных наблюдений в космосе были полностью использованы во время 11 ракетных полетов с полигонов в США и Австралии телескопа диаметром 16 см с охлаждением жидким гелием. Телескоп был закреплен в вилочной монтировке. Ось вращения ракеты удерживалась в направлении на заданную звезду с точностью $12''$ с помощью звездного датчика [18] и совпадала с азимутальной осью телескопа.

В процессе наблюдений после поворота по азимуту на 360° угол телескопа с осью вращения изменялся на $2'$ (поле зрения телескопа составляло $3'$ вдоль оси вращения и $10'$ в перпендикулярном направлении). Таким образом, происходило сканирование небесной сферы. Привязка данных к звездам проводилась с помощью Z-датчика, расположенного в фокальной плоскости телескопа. Окончательная точность определения координат обнаруженных источников составляла около $1'$.

В фокальной плоскости были расположены приемники для регистрации излучения на длинах волн 4; 11,0; 19,8 и 27,4 мкм.

Наблюдениями было охвачено 90% небесной сферы и в результате обработки данных был составлен каталог из 2361 источника инфракрасного излучения с потоками выше 20—30 Ян. По имени организации, где был разработан телескоп, — Геофизической лаборатории ВВС США — каталог получил имя AFGL—"Air—Force Geophysical Laboratory" (прежнее название — каталог AFCRL—"Air—Force Cambridge Research Laboratory").

Большинство источников каталога AFGL отождествлено с известными из наземных наблюдений инфракрасными объектами или с яркими звездами.

4. *Приборы, устанавливаемые на КА и АМС.* а) Планетные радиометры. Подавляющее большинство результатов, полученных к настоящему времени при длительных космических исследованиях в инфракрасном диапазоне, относится к наблюдениям Солнца, Земли и планет Солнечной системы. В качестве примера радиометра для планетных исследований можно привести прибор ИРВ-75, которым измерялась яркостная температура облачного слоя с орбиты искусственных спутников Венеры АМС "Венера-9 и 10" (рис. 46).

Излучение через входную диафрагму ДЗ площадью около 10 $см^2$ собиралось внеосевым параболоидом ОП на болометр Б, перед которым были установлены полевая диафрагма (определявшая поле зрения в $1^{\circ},7$) и

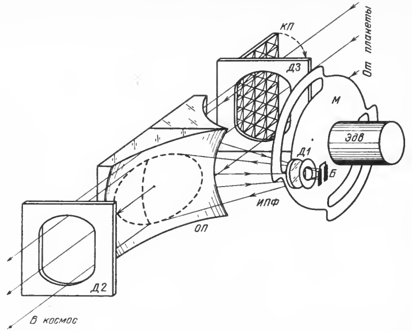


Рис. 46. Схема планетного радиометра ИРВ. *Д1, Д2, Д3* — диафрагмы, ОП—объектив-параболоид, *КП*—калибровочная пластина, *ИПФ*—интерференционный полосовой фильтр, *Б* — болометр, *М* — модулятор, *Эдв* — электродвигатель.

интерференционный полосовой фильтр ИПФ, выделявший для регистрации две спектральные полосы в 8—13 и 18—30 мкм [19].

Калибровка прибора осуществлялась двумя путями. Во-первых, форма отверстий во вращающемся модуляторе была сделана такой, что поле зрения болометра поочередно направлялось на планету и в открытый космос (с помощью дополнительного параболоида и диафрагмы Д2). Во-вторых, периодически диафрагма Д3 закрывалась калибровочной пластиной КП, температура которой (около 300 К) контролировалась температурными датчиками.

Так как прибор работал без охлаждения, то ЭМШ использованного никелевого болометра, состоявшего из двух одинаковых элементов размерами $2 \times 0{,}4$ мм^2 каждый, была высока и составляла $\sim 10^{-9}$ Вт/Гц$^{1/2}$, что в основном и определяло чувствительность прибора. Последняя по яркостной температуре была эквивалентна около 100 К.

Радиометры аналогичного класса и схожие по конструкции с описанными работали на АМС серий "Марс", "Маринер" и других. Так, на АМС "Маринер-10" для регистрации изпучения в полосах 7,5—14 и 34—55 мкм использовались две оптические системы, а направление поля зрения поочередно на планету, калибровочную пластину и в открытый космос осуществлялось подвижным зеркалом [20]. Так как в задачи данного радиометра входили измерения потоков от дисков Венеры и Меркурия, яркостные температуры которых сильно различаются, то диапазон регистрации составлял от 80 до 700 К (что соответствовало отношению потоков, равному 10^4).

В связи с более низкими температурами атмосфер Юпитера и Сатурна, а также с необходимостью проводить измерения на больших расстояниях от планет, радиометры АМС "Пионер-10 и 11" были установлены в кассегреновских телескопах диаметром 7,6 см. Поля зрения телескопов были наклонены на 70° по отношению к осям вращения АМС, и сравнение излучения планеты с фоновым проводилось при вращении КА. В [38] опубликован большой обзор экспериментов по наблюдениям планет в инфракрасном диапазоне с борта КА.

Наивысшая чувствительность инфракрасных наблюдений, как уже говорилось, может быть реализована в телескопах, установленных на ИСЗ, с использованием активных СТР.

б) Т е л е с к о п Б С Т-1М. Первый в мире бортовой субмиллиметровый телеском БСТ-1М для наблюдений в диапазоне λ = 50—1000 мкм был выведен на орбиту в составе станции "Салют-6" в 1977 г. Его оптическая система была построена по системе Кассегрена с главным параболическим зеркалом диаметром 1,5 м (рис. 47), эквивалентное фокусное расстояние телескопа соответствовало 5 м. После прохождения системы зеркал и световода излучение падало на приемники, охлаждаемые до гелиевых температур с помощью холодильной машины (см. гл. 1).

Модуляция потока происходила при периодическом выведении (с частотой 185 Гц) зеркала А из осевого пучка, при этом на приемник через зеркало В попадало излучение, сдвинутое на 22′ от оси телескопа [21, 22]. Во

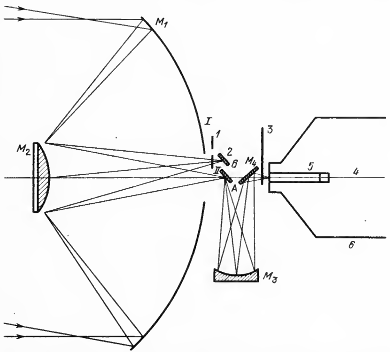


Рис. 47. Схема телескопа БСТ-1М. M_1 и M_2 — главное и вторичное зеркала, M_3 и M_4 — собирающее и плоское зеркала, *1* — калибровочная пластина (I и II — два положения пластины), *2* — модулятор (*А* и *В* — подвижное и неподвижное зеркала), *3* — диск с фильтрами, *4* — оптическая ось, *5* — приемники, *6* — холодильная машина или криостат.

время измерений фона в поле зрения зеркала *B* вводилась калибровочная зачерненная пластина, температура излучения которой, как и остальной оптики, была порядка 300 К.

Качество изготовления главного (прожекторного) зеркала определяло размер кружка размытия изображения точечного источника в фокальной плоскости, и, соответственно, поле зрения телескопа, равное 18′. Телескоп БСТ-1М был установлен в отсеке научной аппаратуры станции и закреплен в кардановом подвесе, который давал возможность качания телескопа на ± 5° относительно среднего положения.

Система управления обеспечивала несколько режимов автономной стабилизации оси телескопа БСТ-1М на выбранный источник с точностью в 2 ÷ 3′ после выполнения предварительных разворотов всей станцией "Салют-6" [21]:

— автоматическую стабилизацию оси на выбранные источники яркостью не слабее второй звездной величины с использованием фотогидов (звездных датчиков), укрепленных соосно с телескопом;

— ручное гидирование, когда изображение выбранного источника удерживалось в поле зрения оптического визира (также соосного с телескопом) командами, выдаваемыми экипажем станции на исполнительные двигатели опорно-поворотного устройства телескопа с помощью ручки управления;

— комбинированный режим с визуальным контролем автоматической стабилизации;

— режим автоматического сканирования в пределах ± 1°,25 по обеим осям.

В качестве приемников были выбраны охлаждаемые фотосопротивления из Ge : B на диапазон 60—130 мкм и InSb на область длин волн более 300 мкм. ЭМШ детекторов соответствовала значению $(1 \div 2) \cdot 10^{-13}$ Вт/Гц$^{1/2}$.

Телескопом БСТ-1М проводились наблюдения и в ультрафиолетовом диапазоне в полосе около 2500 Å. Для этого в пучок между зеркалами M_3 и M_4 вводилось дополнительное зеркало, направлявшее излучение на ФЭУ.

в) Спутник ИРАС. Специализированный спутник для инфракрасных астрономических исследований ИРАС (IRAS— "Infra-Red Astronomical Satellite") был выведен на орбиту в январе 1983 г. Его внешний вид показан на рис. 48. На спутнике был установлен телескоп системы Ричи—Кретьена диаметром

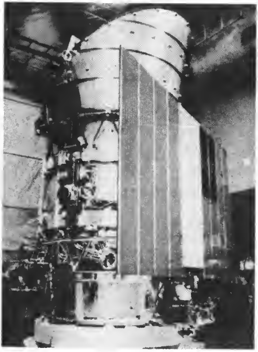


Рис. 48. Спутник ИРАС в монтажном корпусе.

60 см и фокусным расстоянием 5 м. Для максимального подавления внутреннего шума приемников и теплового излучения оптики в фокальной плоскости телескопа находился криостат с жидким гелием. Детекторы, находившиеся внутри криостата, охлаждались до 3,5 К. Запасы гелия использовались и для охлаждения самого телескопа до температур ниже 10 К.

Основным прибором для регистрации инфракрасного излучения была мозаика из 62 детекторов четырех типов: Si:As ($\lambda = 8 \div 15$ мкм); Si:Sb ($\lambda = 15 \div 30$ мкм); Ge:Be ($\lambda = 30 \div 60$ мкм) и Ge:Ga ($\lambda = 60–120$ мкм).

Наблюдения с телескопом ИРАС проводились в основном в режиме сканирования небесной сферы, когда ось телескопа находилась в плоскости спутник – центр Земли–Солнце и составляла угол от 60 до 120° с направлением на Солнце. Спутник был выведен на солнечно-синхронную полярную орбиту высотой 900 км. Такие параметры орбиты обеспечивали сканирование за полгода всей небесной сферы, уменьшение вероятности попадания внутрь телескопа прямого и отраженного от Земли солнечного излучения при сканировании, а также низкий уровень фона в детекторах, обусловленного заряженными частицами [23].

При указанных условиях расчетная чувствительность телескопа в четырех инфракрасных фотометрических полосах при обзоре небесной сферы составляла около $0{,}1 \div 0{,}3$ Ян. При длительных наблюдениях отдельных областей в режиме трехосной ориентации чувствительность могла быть повышена до $\sim 0{,}02$ Ян. Ожидается, что составленный по результатам обзора небесной сферы спутником ИРАС каталог инфракрасных источников будет насчитывать до миллиона объектов. Точность локализации на небесной сфере обнаруженных источников зависит от точности определения ориентации оси телескопа и составляет около 20″ [37].

В фокальной плоскости телескопа находились (кроме основной мозаики детекторов) призменный спектрометр низкого спектрального разрешения ($\lambda/\Delta\lambda \sim 20$), в котором сканирование по спектру в диапазоне от 7 до 20 мкм производилось при движении изображения от наблюдаемого источника через входную щель спектрометра при наблюдениях в режиме сканирования небесной сферы, а также три фотосопротивления – одно из Si:As и два из Ge:Ga для фотометрии инфракрасных объектов в полосах 4–8, 40–60 и 80–110 мкм. Эти приборы были разработаны в Нидерландах [39].

В Институте космических исследований АН СССР совместно с французскими специалистами разработан перспективный проект полностью охлаждаемого до 30–40 К субмиллиметрового телескопа диаметром в 1 м, рассчитанного на регистрацию излучения в диапазоне от 100 до 2000 мкм [24]. При этом в случае охлаждения детекторов до 2–4 К такой телескоп за примерно 30 минут наблюдений в режиме наведения может достигнуть уровня чувствительности порядка 0,1 Ян.

г) П р о е к т СИРТФ. Рассмотрим еще один из имеющихся проектов больших орбитальных инфракрасных телескопов. В рамках разработки станции "Спейслэб" в настоящее время ведутся работы по проекту СИРТФ (SIRTF–"Shuttle Infra-Red Telescope Facility"), конечная цель которого – создание полностью охлаждаемого до 17–18 К телескопа с апертурой диаметром до 1,6 м (величина диаметра лимитируется возможностями изготовления заготовок из бериллия, выбранного в качестве материала главного зеркала). По проекту чувствительность телескопа в диапазоне $\lambda = 30–200$ мкм ограничивается величиной суммарного фона, не превышающей 10^{-16} Вт/Гц$^{1/2}$, т.е. должна быть порядка 1 Ян при времени накопления в 1 с. В задачи телескопа входит широко- и узкополосная фо-

тометрия, а также спектроскопия с разрешением до $\lambda/\Delta\lambda \sim 10^4 - 10^5$ уже известных источников, так что наблюдения будут проводиться в режиме наведения с точностью стабилизации до 1″ (поле зрения 15′). Качество изготовления оптических элементов предполагается довести до дифракционного предела на длине волны 5 мкм (что соответствует угловому разрешению в 1″) [25].

С диафрагмами, соответствующими дифракционному пределу на длинах волн от 1 до 1000 мкм, предполагается проводить наблюдения и специальным инфракрасным фотометром в фокусе космического телескопа СТ (описание этого инструмента дано в следующей главе). В этом случае при диаметре телескопа в 2,4 м чувствительность наблюдений с германиевыми болометрами будет ограничена только внутренними шумами детекторов (ЭМШ $\sim 4 \cdot 10^{-15}$ Вт/Гц$^{1/2}$ даже без охлаждения телескопа [26].

Наряду с повышением чувствительности космических инфракрасных телескопов возникает проблема улучшения углового разрешения наблюдений, особенно в субмиллиметровой области, так как дифракционное разрешение в несколько угловых минут весьма ограничивает возможности отождествления источников и изучения их тонкой пространственной структуры. Очевидно, что эта проблема станет еще серьезнее при проведении наблюдений проектируемыми большими космическими телескопами с высокой чувствительностью, когда резко увеличится число обнаруженных объектов.

Для решения этой задачи в будущем в космосе, возможно, станут создаваться инфракрасные интерферометрические системы, аналогичные радиоинтерферометрам. Угловое разрешение таких инструментов при длине базы, например, в 100 м и наблюдениях на длинах волн порядка 100 мкм может достигать около 0″,1. Вместе с тем, если расстояние между двумя инфракрасными телескопами будет известно с точностью до $\Delta l \sim 20$ см (что обеспечивается современными лазерными дальномерами), то полоса регистрируемых частот, как известно, должна будет удовлетворять условию $\Delta\nu < c/\Delta l = 1{,}5 \cdot 10^9$ Гц, т.е. спектральное разрешение приемной аппаратуры должно быть лучше 10^4, и самыми подходящими приемниками для инфракрасной интерферометрии высокого разрешения оказываются устройства гетеродинного типа [26].

5. *Инфракрасные спектрометры для внеатмосферных наблюдений.* Для спектрального анализа инфракрасного излучения в экспериментах за пределами плотных слоев атмосферы используются те же устройства, что и в наземной инфракрасной спектроскопии — узкополосные фильтры и интерферометры Фабри—Перо, дифракционные и призменные спектрометры, а также так называемые фурье-спектрометры — интерферометры Майкельсона и ламеллярные спектрометры, — в которых зависимость выходного сигнала от времени при перемещении подвижного зеркала представляет собой фурье-преобразование спектра принимаемого излучения.

Как и ранее, вынесение спектрометров в космос позволяет избавиться от эффектов, связанных с земной атмосферой, а при наблюдениях с космических аппаратов, находящихся на орбитах искусственных спутников планет, проводить анализ химического состава атмосфер с высоким пространственным и спектральным разрешением.

Так, в орбитальных отсеках КА "Викинг" ("Viking") для исследования распределения воды в атмосфере планеты в процессе работы на орбите спутников Марса были установлены сканирующие (по спектру) инфракрасные спектрометры с дифракционной решеткой. Эти приборы регистрировали излучение в области 1,4 мкм с разрешением $R \sim 10^4$ [27].

На входную щель спектрометра падающий поток собирался объективом диаметром 25 мм, и пространственное разрешение по поверхности планеты составляло несколько километров.

В инфракрасных спектрометрах АМС "Венера-9 и 10" при исследованиях профилей поглощения CO_2 в диапазоне длин волн от 1,6 до 2,2 мкм с разрешением порядка 0,1 мкм сканирование по спектру осуществлялось вращением перед детектором клиновидного интерференционного фильтра [28].

а) Спектрометр ИТС-К. Одним из первых призменных приборов, установленных на КА, был инфракрасный телескоп-спектрометр ИТС-К, размещенный на ОКС "Салют-4" для спектральных исследований в диапазоне 1—8 мкм с разрешением от 0,2 до 0,7 мкм (рис. 49). В этом спектрометре поток собирался главным зеркалом диаметром 30 см с эффективной площадью 400 см^2 и фокусным расстоянием 45 см. Затем пучок света отклонялся плоским зеркалом в спектрометрическую часть и, пройдя через модулятор и входную щель, диспергировал при двойном преломле-

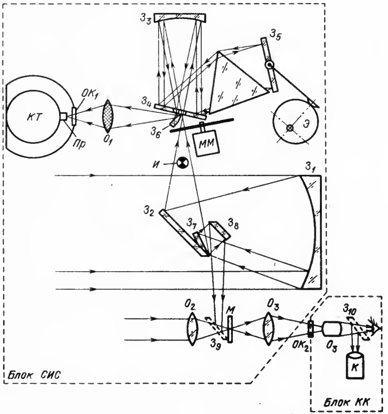


Рис. 49. Телескоп-спектрометр ИТС-К. $З_1$ — главное зеркало, $З_2$ — поворотное зеркало, $З_3 - З_6$ — зеркала спектрометра, $З_7 - З_8$ — отклоняющие зеркала системы визирования, $З_9 - З_{10}$ — полупрозрачные зеркала, $О_1 - О_3$ — объективы, *Э* — эксцентрик, *ММ* — мотор модулятора, *Пр* — приемник, *КТ* — криостат, *И* — калибровочный источник, $ОК_1 - ОК_2$ — герметичные окна, *М* — шкала, *К* — ЭОП с кинокамерой.

нии призмой из флюорита. Сканирование по спектру проводилось изменением угла наклона плоского зеркала $З_5$. Объектив $О_1$ фокусировал выделенный спектральный интервал на приемник — фотосопротивление из Ge : Au.

Для уменьшения внутренних шумов детектор был помещен в 19-литровый криостат с сухим азотом.

Качание зеркала $З_5$ производилось вращением эксцентрика Э так, что на регистрацию одного спектра уходило около 2,5 с.

С зеркалом $З_2$ жестко было связано зеркало $З_7$. Часть пучка с углом раствора $3^\circ \times 3^\circ$, отраженная зеркалами $З_8$ и $З_9$, выводилась объективами $О_2$ и $О_3$ для визуального контроля и, при отражении от зеркала $З_{10}$, попадала на экран электронно-оптического преобразователя (ЭОП). Последний преобразовывал инфракрасное излучение в видимое и усиливал яркость; с экрана ЭОП производилось фотографирование поля зрения [28].

С помощью объектива $О_2$ на шкале визира область неба размером $35^\circ \times 35^\circ$ накладывалась на изображение, переданное с части основного зеркала. Это делалось для контроля наведения прибора, выбора объектов для наблюдений и ориентации на них поля зрения монохроматора.

Оптическая система, составляющая блок сканирующего инфракрасного спектрометра (СИС), находилась в вакууме; блок контроля и киносъемки (КК) был помещен в рабочем отсеке станции. Там же размещался пульт управления, на который были выведены приборы индикации работы систем ИТС-К, стрелочные приборы и ручка управления шаговыми двигателями, осуществлявшими поворот зеркала $З_7$ (и $З_2$) по двум координатам во время наведения станции на выбранную область.

Чувствительность спектрометра ограничивалась тепловым фоном самого инструмента и составляла $(2 \div 3) \cdot 10^{-8}$ Вт/м^2 на один спектральный элемент, а с увеличением времени накопления до ~ 10 мин повышалась на порядок. Телескопом ИТС-К проводились наблюдения во время работы первой экспедиции в составе А.А. Губарева и Г.М. Гречко на станции "Салют-4" [30].

б) Фурье-спектроскопия. Использование сканирования по спектру в спектрометрах наиболее целесообразно в случае, когда уровень шума определяется внешним фоном (как это и было в случае ИТС-К), или когда полезный сигнал значительно превышает шум (что реализуется в планетных исследованиях с АМС). Кроме того, такая методика позволяет относительно просто выделить яркие эмиссионные линии в спектрах исследуемых объектов, так как распределение интенсивности инструментального фона близко к спектру излучения серого тела.

С другой стороны, фурье-спектрометры обладают существенными преимуществами в случае, когда чувствительность ограничивается внутренним фоном детектора, прежде всего из-за высокой "мультиплексности" — в отличие от сканирующих устройств фурье-спектрометр в каждый момент времени принимает излучение по всему спектральному участку регистрации, что эквивалентно увеличению отношения сигнал/шум в $\sqrt{N}$ раз, где N — число спектральных элементов (так называемый выигрыш Феллжета).

Кроме того, фурье-спектрометры обладают еще несколькими достоинствами:

— для них не существует проблем разделения порядков, характерных для дифракционных приборов; требуется только фильтрация частот ниже заданной максимальной для уменьшения фона;

— в таких приборах может быть реализован гораздо больший геометрический фактор $S\,\Omega$ при получении того же спектрального разрешения, что и с использованием призм или решеток (выигрыш Жакино) [31];

— повышение спектрального разрешения достигается только увеличением различия в длине пути интерферирующих пучков, что реализуется достаточно просто;

— при лазерном контроле смещения зеркал калибровка по длинам волн проводится с высокой точностью;

— и, наконец, большим преимуществом фурье-спектрометров при внеатмосферных экспериментах является их компактность по сравнению с дисперсионными устройствами.

В то же время необходимо помнить, что одним из основных принципов фурье-спектроскопии является предположение о постоянстве потока излучения за время снятия интерферограммы. В реальных же условиях проведения наблюдений для выполнения этого необходима борьба с флуктуациями свечения остаточной атмосферы, а также с колебаниями оси телескопа при гидировании. Оба фактора могут изменять средний уровень сигнала за время снятия интерферограммы, что ведет к появлению ложных гармоник в наблюдаемом спектре после обработки. Уменьшение влияния этих эффектов возможно несколькими путями:

— повышением точности стабилизации;

— быстрым сканированием, т.е. получением одной записи за время, значительно меньшее характерного времени флуктуаций яркости фона или сдвига оси при гидировании. Так как при этом уменьшается уровень полезного сигнала, то для накопления спектра необходимо записать много интерферограмм (до нескольких тысяч). Быстрота и большой объем информации обусловливают разработку в последние годы интерферометров с непосредственной регистрацией данных на магнитную ленту в темпе приема (режим "on-line");

— применением двухлучевого метода регистрации. У двухлучевого интерферометра после прохождения светоделителя, подвижного и неподвижного зеркал образуются два взаимно дополнительных выходных пучка, и при их регистрации двумя детекторами возможно определение полной интенсивности входного пучка в каждый момент времени, а соответствующие поправки могут быть внесены в программы обработки.

Неохлаждаемые интерферометры Майкельсона стали одними из основных инструментов при наблюдениях инфракрасных спектров планет. Так, на АМС серий "Маринер" и "Вояджер" с этой целью были установлены

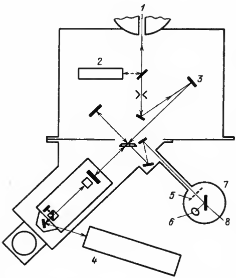


Рис. 50. Интерферометр Майкельсона "Обсерватории им. Койпера". *1* — Выходной пучок телескопа, *2* — юстировочный лазер, *3* — сферическое зеркало, *4* — He–Ne лазер, *5* — фильтр, *6* — болометр, *7* — криостат, *8* — холодное зеркало.

интерферометры ИРИС, в том числе на АМС "Вояджер" — в фокусе кассегреновского телескопа диаметром 50 см [32], при этом чувствительность прибора в диапазоне длин волн от 1 до 160 мкм составляла около $3 \cdot 10^{-8}$ Вт/м^2 на один элемент спектрального разрешения Δk = $= 6$ см$^{-1}$ (напомним, что волновое число k определяется как $k = 1/\lambda$ и $\Delta k = \Delta\lambda/\lambda^2$).

Для наблюдений змиссионных линий от областей HII в диапазоне 10—300 мкм с разрешением $R \sim 10^4$ в фокусе 90-сантиметрового телескопа самолетной "Обсерватории им. Койпера" использовался однолучевой интерферометр Майкельсона, схема которого приведена на рис. 50. Коллимация пучка проводилась внеосевым сферическим зеркалом, в качестве делителя использовалась майларовая пленка. Подвижное зеркало могло перемещаться на 30 см, и, соответственно, разрешение Δk было лучше 0,02 см$^{-1}$. Для контроля за перемещением зеркала с точностью до 0,1 мкм использовался He—Ne лазер (λ = 6328 Å) [33].

Фильтр и германиевый болометр размещались в гелиевом криостате при температуре 1,5 К. Холодный фильтр ограничивал фон излучения телескопа и интерферометра, так что чувствительность определялась внутренним шумом детектора. ЭМШ болометра соответствовала $5 \cdot 10^{-14}$ Вт/Гц$^{1/2}$ и чувствительность всей системы составляла $\sim 10^{-12}$ Вт/м^2 на один спектральный элемент. В связи с высокой скоростью сканирования по спектру и большим потоком информации (до 50000 16-битных слов на один скан) данные с болометра вводились в процессор в режиме реального времени.

Двухлучевой интерферометр Майкельсона на диапазон 25—150 мкм был установлен в фокусе баллонного телескопа диаметром 1 м [34]. В этом приборе для образования двух лучей на выходе использовалась пара уголковых отражателей (рис. 51), один из которых был сделан подвижным. Контроль скорости перемещения подвижного отражателя с точностью до 0,1% и его положения с точностью 60 Å проводился He—Ne лазером.

Перед полетом весь интерферометр откачивался до давления в 10 мбар, и охлаждался до 220 К. Откачка, в частности, уменьшала вибрацию светоделителя из полиэтиленовой пленки, вызванную акустическим шумом от работы механических узлов.

Во время наблюдений поле зрения телескопа периодически отклонялось от направления на источник для снятия интерферограмм фона. Регистрация излучения проводилась двумя составными германиевыми болометрами, и при спектральном разрешении в 0,1 см$^{-1}$ чувствительность наблюдений составляла $\sim 10^{-12}$ Вт/м^2 (за время интегрирования в 1 с) на один элемент разрешения.

В качестве делителя пучка можно использовать и поляризатор, создающий пучки с перпендикулярными плоскостями поляризации. Такой поляризационный двухлучевой интерферометр был разработан для исследований спектра реликтового фона с баллонов [35] в области 350—3000 мкм с разрешением до $\Delta k = 0{,}25$ см$^{-1}$. Принцип работы прибора ясен из рис. 52. Попадая в интерферометр, излучение проходит через поляризатор и после отражения от плоского зеркала коллимируется внеосевым параболоидом. Делитель пучка также представляет собой поляризатор, ось которого наклонена на 45° к плоскости поляризации падающего пучка, так что отраженная и прошедшая через делитель компоненты поляризованы перпендикулярно друг другу. Пучок проходит через уголковые отражатели для поворота плоскости поляризации, и разность хода лучей изменяется

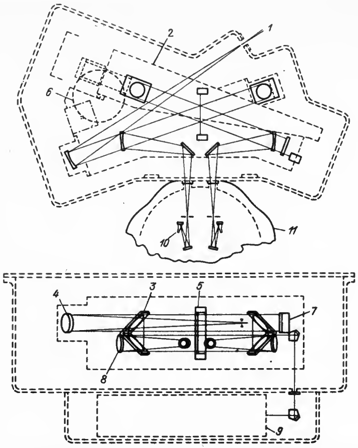
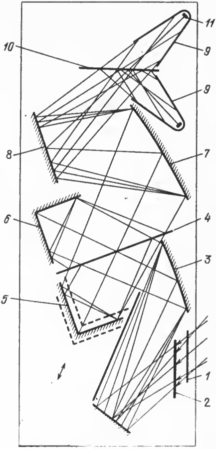


Рис. 51. Двухлучевой баллонный интерферометр Майкельсона. *1* — Входной пучок, *2* — оптическая скамья, *3* — подвижный отражатель, *4* — коллиматорное зеркало, *5* — делитель, *6* — мотор, *7* — холодная пластина, *8* — фокусирующее зеркало, *9* — лазер, *10* — приемники, *11* — криостат.

смещением подвижного отражателя на ±1 см от среднего положения. При этом, в случае равенства интерферирующих пучков, излучение, падающее на сферическое зеркало, поляризовано по кругу, причем вектор поляризации вращается с изменением разности хода. В качестве анализатора также используется поляризационная сетка, так что интерферограммы отраженного и прошедшего излучения дополнительны, как и в случае двухлучевого интерферометра.

Такой прибор, кроме малой чувствительности к флуктуациям сигнала, обладает еще одним важным преимуществом — так как излучение от частей самого инструмента не поляризовано и, следовательно, не модулировано, оно проявляется только в небольшом изменении среднего уровня интенсивности, не вызывая искажений интерферограммы. В данном интерферометре, находившемся внутри объема, охлаждаемого жидким гелием, эффективная температура модулятора (по вкладу в интерферограмму)

Рис. 52. Поляризационный интерферометр Майкельсона. *1* — Поляризатор, *2* — модулятор, *3* — внеосевой параболоид, *4* — делитель пучка, *5* — подвижный и *6* — неподвижный уголковые отражатели, *7* — сферическое зеркало, *8* — плоское зеркало, *9* — концентраторы, *10* — анализатор, *11* — детектор.



была значительно меньше 1 К, в то время как в действительности она составляла около 10 К.

Поле зрения интерферометра было равным 3°, и геометрический фактор составлял весьма большую величину — 0,1 $см^2 \cdot ср$, что и необходимо при наблюдениях реликтового фона.

В отличие от описанных выше схем интерферометров, где разделение пучка происходит по амплитуде, в ламеллярных спектрометрах на равные части делится волновой фронт излучения, падающего на решетку из ламелей, и изменение разности хода двух пучков обеспечивается перемещением подвижных ламелей относительно неподвижных. В устройствах такого типа нет проблем, связанных с изготовлением и юстировкой тонких полупрозрачных пленок, делящих пучок на две части (в интерферометрах Майкельсона). Но, с другой стороны, ламеллярные спектрометры — однолучевые, и, следовательно, в них нельзя скомпенсировать флуктуации среднего уровня сигнала.

Решетки, используемые для деления пучка в ламеллярных спектрометрах, имеют почти стопроцентную эффективность на волнах длиннее 50 мкм. Значит, такие спектрометры весьма удобны в субмиллиметровом диапазоне.

Схема ламеллярного интерферометра, предназначенного для исследования формы спектра изотропного фона в диапазоне $k = 3–12\ см^{-1}$ (λ = = 800–3000 мкм), показана на рис. 53 [36]. Прибор был установлен в криостате и залит жидким гелием для максимального подавления инструментального фона. Излучение проникало во внутренний объем через отверстие в стенке дьюара, закрытое "теплым" и "холодным" окнами, и передавалось световодами на зеркало — внеосевой параболоид, — за которым была установлена решетка с периодом 1 см. Поле зрения системы определялось световодами и составляло $8° \times 30°$, что давало очень большой геометрический фактор интерферометра — 0,8 $см^2 \cdot ср$, а для подавления высокочастотного излучения с $k > 20\ см^{-1}$ в поле зрения был установлен сеточный фильтр.

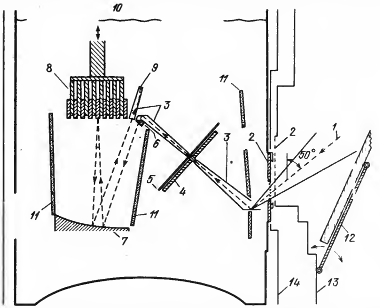


Рис. 53. Ламеллярный баллонный субмиллиметровый интерферометр. *1* — Оптическая ось, *2* — входные окна, *3* — световоды, *4* — диск с фильтрами, *5* — модулятор, *6* — призма, *7* — зеркало, *8* — решетка, *9* — приемник, *10* — поверхность жидкого гелия, *11* — поглощающие экраны, *12* — защитная крышка, *13* — внешний корпус, *14* — контур с жидким азотом.

Во время наблюдений с данным прибором при использовании болометра из *n*-InSb ЭМШ определялась шумами электроники и составляла около $3 \cdot 10^{-11}$ Вт/Гц$^{1/2}$, так что для детектирования сигнала, в 10 раз превышающего шум, в максимуме чернотельного спектра реликтового фона с температурой в 3 К при спектральном разрешении в 1 см$^{-1}$ требовалось около 5 минут наблюдений.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Лена П.* — В кн.: Инфракрасные методы в космических исследованиях/Под ред. В. Манно и Дж. Ринга. — М.: Мир, 1977 с. 116.
2. *Рике Дж.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред. Дж. Фацио. — М.: Мир, 1979, с. 120.
3. *Шоломицкий Г.Б., Прилуцкий О.Ф.* — Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия. — М.: ВИНИТИ, 1979, 172 с.
4. *Фацио Дж.Дж.* — В кн.: На переднем крае астрофизики/Под ред. Ю. Эвретта. — М.: Мир, 1979, с. 218.
5. *Low F.J.* — J. Opt. Soc. Am., 1961, v. 51, p. 1300.
6. *Soifer B.T., Pipher J.L.* — Ann. Rev. of Astronomy and Ap., 1978, v. 16, p. 335.
7. *Phillips T.G., Huggins P.J., Kuiper T.B.H. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1980, v. 238, p. L103.
8. *Webbink R.F., Jeffers W.Q.* — Space Science Rev., 1969, v. 10, p. 191.
9. *Shivanandan K., McNutt D.P., Daehler M. et al.* — In: Far Infrared Astronomy/Ed. M. Rowan-Robinson. — Oxford: Pergamon, 1976, p. 193.
10. *Turon P., Rouan D., Lena P. et al.* — Ibid., p. 201.
11. *Шоломицкий Г.Б., Согласнова В.А., Маслов И.А. и др.* — Препринт ИКИ АН СССР Д–228, 1976.

12. *Бадер М., Виттеборн Ф.* — В кн.: Инфракрасные методы в космических исследованиях/Под ред. В. Манно и Дж. Ринга. — М.: Мир, 1977, с. 34.
13. *Хофман У.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред. Дж. Фацио — М.: Мир, 1979, с. 163.
14. *Low F.J., Kurtz R.F., Poteet W.M. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1977, v. 214, p. L115.
15. *Fazio G.G., Kleinmann D.E., Low F.J.* — In: Far Infrared Astronomy/Ed. M. Rowan-Robinson. — Oxford: Pergamon, 1976, p. 21.
16. *Shivanandan K., Houck J.R., Harwit M.* — Phys. Rev. Letters, 1968, v. 21, p. 1460.
17. *Харвит М., Мак-Нат Д., Шивананден К. и др.* — В кн.: Инфракрасная астрономия/Под ред. П. Бранкацио и А. Камерона. — М.: Мир, 1971, с. 95.
18. *Прайс С., Уокер П.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред. Дж. Фацио. — М.: Мир, 1979, с. 95.
19. *Ксанфомалити Л.В.* — В кн.: Космическое приборостроение/Под ред. В.М. Балебанова и др. — М.: Наука, 1982, с. 165.
20. *Chase S.C., Miner E.D., Morrison D. et. al.* — Icarus, 1976, v. 28, p. 565.
21. *Саломонович А.Е., Бакун В.Н., Ковалев В.С. и др.* — Препринт ФИАН №60, 1979.
22. *Бакун В.Н., Калачев П.Д., Саломонович А.Е., Хайкин А.С.* — Труды ФИАН СССР, 1974, т. 77, с. 103.
23. *Ван-Дуйнен Р.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред Дж Фацио. — М.: Мир, 1979, с. 182.
24. *Шоломицкий Г.Б., Прилуцкий О.Ф., Родин В.Г. и др.* — В кн.: Научное космическое приборостроение. III международный семинар социалистических стран. — М.: ИКИ АН СССР, 1982, с. 114.
25. *Джиллет Ф.* — В кн.: Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия/Под ред. Дж. Фацио. — М.: Мир, 1979, с. 199.
26. *Шоломицкий Г.Б., Прилуцкий О.Ф., Родин В.Г.* — Доклад на XXX Конгрессе МАФ, 1979.
27. *Farmer C.B., La Porte D.D.* — Icarus, 1972, v. 16, p. 34.
28. *Гнедых В.И., Жегулев В.С., Засова Л.В и др.* — Космические исследования, 1976, т. 14, с. 758.
29. *Марков М.Н., Петров В.С.* — Труды ФИАН СССР, 1978, т. 105, с 72.
30. *Марков М.Н., Гречко Г.М., Губарев А.А. и др.* — Космические исследования, 1977, т. 15, с. 123.
31. *Мартин Д.* — В кн.: Инфракрасные методы в космических исследованиях/Под ред. В Манно и Дж. Ринга. — М.: Мир, 1977, с. 295.
32. *Hanel R., Conrath B., Gautier P. et al.* — Space Science Rev., 1977, v. 21, p. 129.
33. *Anderegg M., Morwood A.F.M., Hippelein H.H. et al.* — In: Far Infrared Astronomy/Ed. M. Rowan-Robinson. — Oxford: Pergamon, 1976, p. 171.
34. *Traub W.A.* — Ibid., p. 1.
35. *Robson E.I.* — Ibid., p. 115.
36. *Mercer J.B., Wilson S., Chaloupka P. et. al.* — Ibid, p. 103.
37. *Strom S.E.* — Sky and Telescope, 1983, v. 65, p. 312.
38. *Сафронов Ю.П., Андрианов Ю.Г.* — Инфракрасная техника и космос. — М.: Советское радио, 1978, 248 с.
39. *Wildeman K.J., Beintema D.A., Wesselius P.R.* — J. of British Interplanet. Soc., 1983, v. 36, p. 21.

ГЛАВА 4

МЕТОДЫ НАБЛЮДЕНИЙ В ОПТИЧЕСКОМ И УЛЬТРАФИОЛЕТОВОМ ДИАПАЗОНАХ

§ 1. Наблюдения в оптическом диапазоне

Внеатмосферные исследования в видимом участке спектра (λ = 3000 – 7000 Å) в настоящее время пока еще немногочисленны. Это объясняется, с одной стороны, гигантским разнообразием методов наземных наблюдений, их богатыми возможностями и отсутствием всевозможных технических проблем, связанных с исследованиями в космосе. С другой стороны, развитие космической техники только в последние годы достигло уровня, когда могут быть полностью реализованы преимущества наблюдений в космосе.

Поэтому представляется естественным, что телескопы для наблюдений в полосе 3000–7000 Å разрабатываются в тех случаях, когда поставленные научные задачи принципиально не могут быть решены при наблюдениях сквозь земную атмосферу. К таким проблемам относятся:

— получение изображений солнечного диска, его активных областей и грануляции с высоким (лучше 0″,5) угловым разрешением, а также достижение наилучшего ($\lambda/\Delta\lambda \gtrsim 10^5$) спектрального разрешения;

— длительные наблюдения солнечной короны вне солнечных затмений;

— получение изображений планет и их спутников с высоким угловым разрешением с близкого расстояния;

— массовые фотометрические исследования звезд и внегалактических объектов;

— изучение распределения диффузного излучения со слабой поверхностной яркостью (сравнимой или меньшей яркости ночного неба Земли);

— точные измерения поляризационных характеристик излучения;

— интерферометрия высокого разрешения с большими базами.

1. *Инструменты для наблюдений Солнца.* а) Баллонный телескоп "Стратоскоп-1". Некоторые данные о солнечных телескопах приведены в табл. 5. Первым инструментом для фотографирования Солнца с дифракционным разрешением в 0,3–0″,4 был баллонный телескоп "Стратоскоп-1" ("Stratoscope-1"), созданный в США в 1957 г. [1]. В фокусе первичного зеркала оптической системы телескопа (рис. 54) изображение Солнца имело диаметр в 23 мм; участок этого изображения размерами 2 × 2 мм^2, передавался плоским зеркалом, установленным под углом 45°, в увеличительную систему; регистрация изображений осуществлялась на кинопленке. Фильтр, установленный перед затвором, ограничивал спектральную полосу до 800 Å с центром при λ = 5450 Å.

Для реализации дифракционного разрешения при наблюдениях необходимо было выдержать расстояния между оптическими частями инструмента с точностью до 50 мкм и обеспечить стабилизацию наведения на Солнце с остаточными угловыми скоростями не более 200″ в секунду (при экспозиции в 0,0015 с). Для этого применялась двухступенчатая система стабили-

зации с использованием видиконной камеры, которая имела 400 строк развертки по полю зрения в 1', т.е. две строки соответствовали размеру дифракционного кружка. Кроме того, материал трубы телескопа и способ крепления зеркал выбирались с таким расчетом, чтобы тепловые потоки во время работы вносили минимальные искажения в изображение; фокусировка осуществлялась перемещением увеличительной линзы.

По аналогичной оптической схеме в ФРГ был построен инструмент "Спектростратоскоп" (см. табл. 5) для получения спектров деталей солнечного диска [2]. Входная щель спектрографа была установлена в фокусе увеличительной системы и свет, прошедший через щель, попадал на дифракционную решетку с N = 600 штр/мм. Спектры регистрировались на кинопленке в четвертом порядке вблизи области H_α и в пятом порядке для зеленой области спектра с дисперсией около 0,1 Å/мм (при полосе регистрации, равной примерно 7 Å); при наблюдениях было достигнуто спектральное разрешение $\lambda/\Delta\lambda$ = 400000.

б) Советская стратосферная астрономическая станция. В 1966 г. состоялся первый полет советской стратосферной астрономической станции (рис. 55). Основным инструментом станции являлся телескоп системы Кассегрена с диаметром главного зеркала в 1 м и эквивалентным фокусным расстоянием в 24 м [3].

Таблица 5

Солнечные внеатмосферные телескопы для наблюдений в оптическом диапазоне

№№	Название телескопа	Диаметр апертуры, см	Фокусное расстояние, м	Поле зрения, мин дуги
1	"Стратоскоп-1"	30,5	67	1,4 × 1.8
2	"Спектростратоскоп"	30,5	30	2 × 2
3	Советская стратосферная станция	100	120	2 × 3
4	H_α-телескопы ОКС "Скайлэб"	19	5,3	4–35
5	СОТ (проект)	125	4,5 (главное зеркало)	5

Таблица 5 (окончание)

№№	Название телескопа	Угловое разрешение, "	Спектральный диапазон, А	Спектральное разрешение, Å
1	"Стратоскоп-1"	0,3	5050–5850	800
2	"Спектростратоскоп"	0,3	6563, 5250	0,012
3	Советская стратосферная станция	0,3	3900–6600	0,1
4	H_α-телескопы ОКС "Скайлэб"	1–3	6563	0,7
5	СОТ (проект)	0,1	1150–11000	–

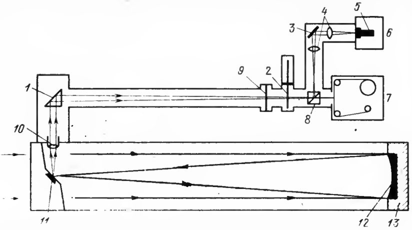


Рис. 54. Оптическая схема телескопа "Стратоскоп-1" *1* — Призма, *2* — затвор, *3* — плоское зеркало, *4* — линзовая система, *5* и *6* — видикон и телевизионная камера, *7* — кассета с пленкой, *8* — светоделитель, *9* — фильтр, *10* — увеличительная линза, *11* — зеркало, вмонтированное в медную штангу, *12* — главное зеркало, *13* — ЭВТИ

За главным зеркалом был установлен светоделитель, передававший меньшую часть пучка в увеличительную камеру, которая удлиняла эквивалентное фокусное расстояние до 120 м, после чего изображения участков солнечного диска размером 2′ × 3′ фотографировались на пленку шириной 8 см.

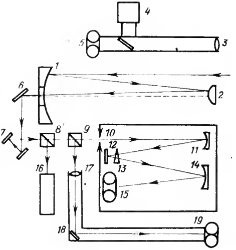
Бо́льшая часть пучка со светоделителя поступала в спектрограф, состоящий из дифракционной решетки размерами 14 × 15 $см^2$ с N = 600 штр/мм и призмы — разделителя порядков. Регистрация спектров проводилась в 3—5 порядках в диапазоне длин волн λ = 3900 — 6600 Å. По команде с Земли решетка устанавливалась в одном из трех положений, обеспечивавших регистрацию спектра в полосе около линии H_α (λ = 6563 Å), вблизи линий D_1 и D_2 натрия (λ = 5896 и λ = 5890 Å) или с центром на линиях H и K CaII (λ = 3968 и λ = 3934 Å) [4].

Кроме того, на станции был установлен фотогелиограф с апертурой 10 см и фокусным расстоянием 3 м для фотографирования всего солнечного диска на фотопленку. При помощи светоделителя изображение Солнца из гелиографа передавалось также на экран телевизионной камеры для передачи на Землю, где по этим изображениям проверялась точность наведения и контроль стабилизации станции, а также координатная привязка прямых снимков и спектрограмм к соответствующим областям на солнечном диске.

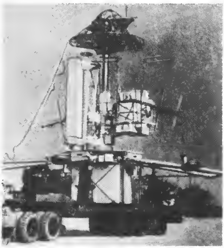
Оптическая ось системы ориентировалась в заданный район диска Солнца с точностью лучше 30″ двухступенчатой системой ориентации; остаточные скорости во время наблюдений были не более 10″ за секунду, что вполне достаточно для получения резких снимков с длительностью экспозиции порядка 0,01 с.

Чтобы тепловые деформации телескопа в полете не приводили к его расфокусировке, в конструкцию станции было введено устройство автофокусировки, которая по изображению фотосферной грануляции проводила непрерывный автоматический контроль правильности фокусировки. Управление научным комплексом производилось как программно-временным

Рис. 55. Советская стратосферная астрономическая станция. *а*) Оптическая схема. *1* — Главное зеркало, *2* — вторичное зеркало, *3* — фотогелиограф, *4* — телевизионная камера, *5* — кассета фотогелиографа, *6* — диагональное зеркало, *7* — фокусирующий двухзеркальный блок, *8* и *9* — светоделители, *10* — входная щель спектрографа, *11* — коллиматорное зеркало, *12* — дифракционная решетка, *13* — призма — разделитель порядков, *14* — камерное зеркало, *15* — кассета спектрографа, *16* — устройство автофокусировки, *17* — увеличительная система камеры прямых снимков, *18* — диагональное зеркало, *19* — кассета камеры прямых снимков. *б*) Станция перед стартом



а)



устройством, так и по командам с Земли. Масса обсерватории составляла 7,5 т, время наблюдений на высоте около 20 км — до 3 часов.

При наблюдениях с борта астрономической станции получены высококачественные снимки грануляции фотосферы с изображением деталей до 0",3. В частности, обнаружены весьма малые пятна — "поры" — размер которых составляет не более 300 км.

в) H_α-телескопы ОКС "Скайлэб". Для астрономических исследований в видимом участке спектра полезна и информация с приборов, входящих в системы ориентации и стабилизации КА. Примером могут служить два H_α-телескопа ОКС "Скайлэб", основной задачей которых было получение изображений солнечного диска для выбора активных образований и последующего контроля стабилизации при наведении ультрафиолетовых инструментов на выбранные активные области. H_α-телескопы дали возможность провести на протяжении нескольких месяцев практически непрерывные наблюдения диска Солнца в линии H_α с высоким угловым разрешением.

В H_α-телескопах ОКС "Скайлэб" питающей оптикой служил телескоп системы Кассегрена (рис. 56). Далее, световой пучок проходил через фильтр Фабри—Перо, настроенный на линию H_α [5], и изображение солнечного диска в этой линии регистрировалось видиконной камерой и отображалось на экране в рабочем отсеке станции. У одного из телескопов за светоделителем был установлен неподвижный объектив и фотокамера, регистрирующая изображение всего солнечного диска. При наблюдениях на этих

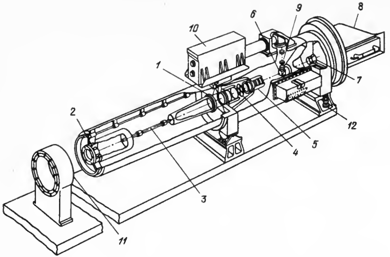


Рис. 56. Устройство H_α-телескопа станции "Скайлэб". *1* и *2* — Главное и вторичное зеркала, *3* — ограничитель взаимных смещений зеркал, *4* — подвижный крест нитей, *5* — фильтр Фабри—Перо, *6* — светоделитель, *7* и *9* — объективы с постоянным и переменным фокусом, *8* — фотокамера, *10* — видикон, *11* — светоотражатель, *12* — оптическая скамья.

инструментах было получено более 68 000 изображений Солнца в пинии H_α с угповым разрешением, близким к дифракционному, т.е. окопо 1″.

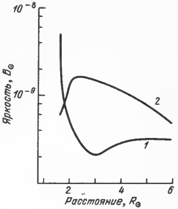
г) П р о е к т С О Т. Для повышения углового разрешения в видимой области примерно до 0″,1 необходимы космические телескопы с апертурами до 1 м. В настоящее время в США разрабатывается проект такого тепескопа под названием СОТ (SOT — "Solar Optical Telescope") диаметром 1,25 м, в котором предполагается достигнуть уровня дифракционного разрешения на длинах волн бопее 5000 Å [6]. Телескоп предназначается дпя наблюдений тонкой структуры деталей солнечного диска. У главного зеркала парабопической формы запланировано относительное отверстие A = = 1 : 3,6, а для уменьшения копичества солнечной энергии, попадающей внутрь телескопа, в первичном фокусе будет помещена диафрагма с попем зрения в 5′.

Предпопагается, что в телескопе СОТ различные приемники будут размещаться как в первичном, так и во вторичном фокусе оптической системы. В процессе стабилизации телескопа на выбранную область солнечного диска окончатепьное тонкое гидирование будет производиться перемещением главного зеркала по сигнапам от солнечных датчиков высокой точности, укрепленных на его краях.

Тепескоп СОТ предназначен к работе в составе ОКС "Спейспэб".

2. *Коронографы.* В отсутствие фона земной атмосферы основной помехой для наблюдений короны становится изпучение Сопнца, рассеянное на краях затеняющих дисков и в других частях коронографа, что и определяет диапазон расстояний от Солнца, на которых корона может быть сфотографирована. Пример достигнутого в настоящее время уровня подавления рассеянного света иппюстрируется на рис. 57, из которого видно, что у коронографа, установпенного на ОКС "Скайлэб", максимальное отношение

Рис. 57. Сравнение яркостей короны и рассеянного света в коронографе ОКС "Скайлэб". *1* — Рассеянный свет, *2* — яркость короны с учетом закрытия дисками и поглощения радиальным фильтром. По оси абсцисс отложено расстояние от центра Солнца в радиусах солнечного диска. По оси ординат — яркость излучения в единицах яркости центра диска Солнца.



яркостей короны и рассеянного света приходилось на расстояния $2{,}5 \div 4R_\odot$, где детали короны регистрировались наиболее четко. Характеристики некоторых внеатмосферных коронографов приведены в табл. 6.

В 1960—1964 гг. изображения солнечной короны на расстояниях 1,8 — 5,2 $R_\odot$ от центра Солнца были получены на инструменте "Короноскоп" ("Coronascope") и его модернизированном варианте "Короноскоп-2" [7], схема которого изображена на рис. 58. В данном инструменте были установлены три внешних затеняющих диска диаметрами 5—5,5 см (83′) на расстоянии 2,3 м от объектива. Каждый из дисков отражал свет, дифрагировавший на краю предыдущего. Это позволило понизить яркость рассеянного света до $\sim 10^{-9}$ $B_\odot$. После прохождения трех внешних дисков, двух объективов и системы направляющих зеркал изображение солнечной короны регистрировалось на кинопленке. Между объективами был помещен дополнительный "внутренний" затеняющий диск, который перехватывал остаточное излучение, дифрагировавшее на краях внешних дисков,и направлял его на светопоглотитель.

Калибровка кинопленки проводилась при регистрации солнечного излучения, прошедшего через две рассеивающие пластины и оптический клин. На пленку впечатывалось изображение оптического клина.

Стабилизация коронографа до нескольких секунд дуги осуществлялась с использованием четырех датчиков края солнечного диска, включенных в балансную схему. Несмотря на все принятые меры, качество полученных снимков было невысоким, так как на изображение накладывались яркие пятна от рассеяния света пылью, окружающей прибор. Источниками пыли были баллон, парашютная система, гондола и сам прибор.

Таблица 6

Данные внеатмосферных коронографов

№№ пп	Инструмент	Диаметр объектива, см	Диапазон, Å	Уровень рассеянного излучения в единицах яркости центра солнечного диска, $B_\odot$	Угловое разрешение, "
1	"Короноскоп-2"	3,2	8000	10^{-9}	60
2	Коронограф ОКС "Скайлэб"	3	3700—7000	$2 \cdot 10^{-10}$	8
3	Коронограф КА СММ	3	4400—6600	10^{-10}	10

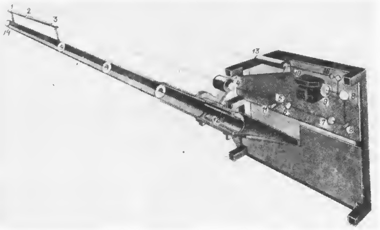


Рис. 58. Схема коронографа "Короноскоп-2". *1—3* — Внешние затеняющие диски, *4* и *7* — объективы, *5* — внутренний затеняющий диск, *6* — линза поля, *8* — плоские зеркала, *9* — затвор, *10* — кинокамера, *11* — светопоглотитель, *12* — затеняющий диск фотогида и датчики гидирования,. *13* — входное отверстие для калибровки, *14* — объектив фотогида, *15* — рассеивающие поверхности, *16* — оптический клин и объектив.

Аналогичные инструменты устанавливались на спутниках серий ОСО, "Солрад" ("Solrad"), ОКС "Скайлэб", СММ. Так, на ОКС "Скайлэб" с помощью коронографа (рис. 59) было получено 35 000 изображений солнечной короны на расстояниях от 1,5 до $6R_{\odot}$. В этом коронографе на пути пучка был установлен нейтральный фильтр, в котором плотность почернения убывала с расстоянием от оси ("радиальный фильтр") таким

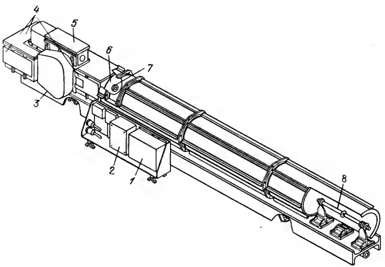


Рис. 59. Коронограф ОКС "Скайлэб". *1* — Блок электроники, *2* — мотор, *3* — кинокамера, *4* — панели нагревателя автономной СТР, *5* — телевизионная камера, *6* — зеркальный тепловой экран, *7* — датчики системы стабилизации и радиальный фильтр, *8* — затеняющие диски.

образом, что при регистрации на фотопленку яркость деталей короны на различных расстояниях от Солнца различалась не более чем в 5 раз, т.е. при правильно выбранной экспозиции на одном снимке регистрировались детали, реальная яркость которых различалась на 3—4 порядка.

Одним из результатов наблюдений короны на ОКС "Скайлэб" явилось установление того факта, что выбросы вещества в корону являются общей формой солнечной активности. За 9 месяцев наблюдений было зарегистрировано почти 80 выбросов такого рода и более 110 корональных вспышек — изменений в структуре короны, происходящих за время порядка нескольких минут. Возможно, что такие вспышки в период солнечного максимума происходят 3—4 раза в день. Скорости вещества в таких выбросах достигают нескольких тысяч километров в секунду.

Изучение внешней короны от 2,6 до $10 R_\odot$ с угловым разрешением до $1'$ проводилось коронографами, установленными на спутниках серии ОСО. В качестве приемников использовались видиконные телевизионные камеры [8].

Для изучения динамических явлений в короне на спутнике СММ был установлен коронограф с апертурой в 3 см и относительным отверстием 1 : 34 [9]. Оптическая схема инструмента не отличалась от обычной; наблюдения могли проводиться с использованием одного из семи фильтров шириной от 5 до 700 Å. В этом коронографе рассеянный свет подавлялся таким образом, что отношение яркостей короны и фона достигало максимума при угловых расстояниях порядка двух радиусов Солнца от оси (у коронографа "Скайлэб" — три солнечных радиуса), т.е. инструмент, установленный на СММ, был более эффективен, чем коронограф "Скайлэб"; при изображении деталей короны на расстояниях меньше, чем $2{,}5 R_\odot$ от центра диска; исследования короны проводились с угловым разрешением $\sim 10''$. Видиконная камера для записи полученных коронографом СММ изображений реализовывала 896 × 896 элементов изображения, длительность экспозиции выбиралась в пределах от 1 с до 16 мин. Через несколько секунд после конца экспозиции начиналось считывание, причем на магнитофон по команде с Земли могли записываться интересующие наблюдателей области в виде квадратов со сторонами 1,5; 3; 4,5 или $6 R_\odot$.

С коронографами ОКС "Скайлэб" и СММ за время работы был получен большой объем информации о солнечной короне, и для продолжения исследований (в том числе и для наблюдений короны в линии L_α водорода λ = = 1216 Å) предполагается использовать аналогичные инструменты в составе ОКС "Спейслэб".

Кроме установки коронографов на КА предпринимались попытки фотографирования короны в космосе и другими методами. В частности, во время лунных экспедиций на КК "Аполлон" корона фотографировалась в тех точках трассы полета, когда диск Луны полностью затмевал диск Солнца (т.е. в условиях, наиболее близких к "земному" солнечному затмению). Во время совместных экспериментов по программе ЭПАС в 1975 г. в ка-

Таблица 7

Баллонный телескоп "Стратоскоп-2"

Диаметр главного зеркала —	91,4 см
Эквивалентное относительное отверстие —	1 : 100
Поле зрения —	$2' \times 2'$
Угловое разрешение —	$0''{,}15$
Спектральный диапазон —	4000—6000 Å

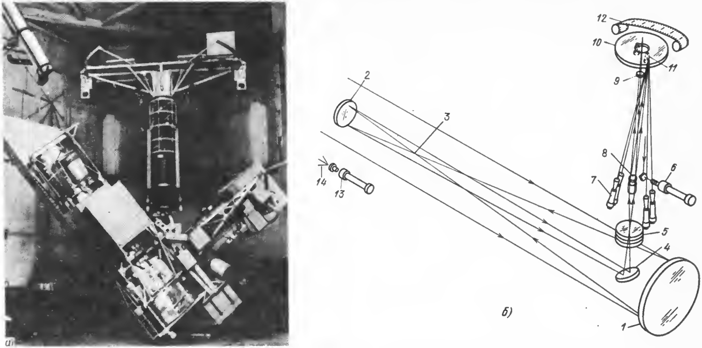


Рис. 60. Телескоп "Стратоскоп-2" *а)* Общий вид и *б)* оптическая схема: *1* — главное зеркало, *2* — вторичное зеркало, *3* — фокус главного зеркала, *4* — плоское зеркало, *5* — линза поля, *6* — телевизионная камера с полем зрения 50′, *7* — ФЭУ системы гидирования, *8* — подвижный объектив, *9* — неподвижный объектив, *10* — зеркало поля, *11* — светоделители, *12* — фотопленка, *13* — телевизионная камера с полем зрения 10°

честве затмевающего тела использовался КК "Аполлон", а фотографирование проводилось с КК "Союз".

3. *Наблюдения звезд, планет и галактик.* а) "Стратоскоп-2". Одним из первых инструментов для наблюдений в оптическом диапазоне с высоким угловым разрешением за пределами атмосферы был баллонный телескоп "Стратоскоп-2". Наблюдения с ним проводились в конце 60-х — начале 70-х годов. Оптическая система и конструкция телескопа показаны на рис. 60, а его характеристики приведены в табл. 7. В телескопе системы Грегори (с относительным отверстием 1 : 20) пучок отклонялся плоским зеркалом на 90° и проходил через линзу поля, расположенную в фокальной плоскости [10]. Промежуточный подвижный объектив давал увеличение в 2,5 раза и строил изображение поля зрения диаметром 50′ на зеркале поля. Это изображение поступало в телевизионную камеру для контроля ориентации, а через отверстие в центре полевого зеркала часть изображения (увеличенная еще в 2 раза дополнительным неподвижным объективом) фотографировалась.

Погрешности поверхности первичного и вторичного зеркал не превышали λ/50, давая искажения волнового фронта при отражении не более λ/25. При прохождении пучка через всю систему суммарные искажения фронта были меньше λ/10. Для борьбы с тепловыми деформациями и конвективными потоками труба телескопа была изготовлена из инвара, перед полетом главное зеркало охлаждалось до −55 °С, была предусмотрена возможность фокусировки перемещением вторичного зеркала с контролем телевизионной камерой, а большая часть конструкции телескопа находилась под ЭВТИ.

В телескопе применялась многоступенчатая система наведения и стабилизации с использованием широко- и узкоугольной телекамер, а также двух балансных звездных датчиков (см. гл. 1). Эта система хорошо зарекомендовала себя при наблюдениях, обеспечив точность гидирования в 0″,03 по звездам 6–8^m при экспозициях в 5–20 с.

"Стратоскопом-2" получены изображения Урана, Сатурна и звезд с разрешением до 0″,15. В одном из полетов наблюдалась сейфертовская галактика NGC 4151 и был получен верхний предел (0″,18) диаметра ее активного ядра [11].

Для массовой фотометрии ярких звезд и изучения характеристик слабого диффузного излучения используются фотокамеры (вплоть до серийных) с диаметрами объективов в несколько сантиметров и полями зрения в единицы — десятки градусов (см. табл. 8). В частности, на нескольких КА "Аполлон" были установлены звездные камеры, основной задачей которых являлось фотографирование звездного неба для точной (~ 15″) координатной привязки данных других приборов; съемки зодиакального света, противосияния и Млечного Пути проводились стандартными камерами "Никон".

б) Камеры ПСН и ПИРАМИГ ОКС "Салют-7". Фотоаппарат "Никон" использовался и во французском приборе ПСН(PSN—"Photographie Ciel Nocturne") для фотографирования областей Млечного Пути, туманностей и противосияния на черно-белую и цветную фотопленку. Наблюдения с аппаратурой ПСН (рис. 61) были начаты во время полета советско-французского экипажа на ОКС "Салют-7" в июне 1982 г. [12]. Тогда же проводилась работа и с камерой ПИРАМИГ (PIRAMIG — "Photographie Visible et Proche Infra-Rouge Atmosphére, Milieu Interplanetaire et Galaxie"), общий вид которой показан на рис. 62. Основной целью этих наблюдений являлась фотометрия в нескольких полосах λ < 9000 Å

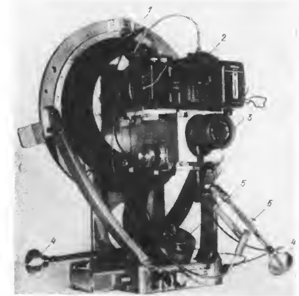


Рис. 61. Аппаратура ПСН ОКС "Салют-7". *1* — Фланец крепления к иллюминатору, *2* — фотоаппарат "Никон", *3* — окупяр, *4* — верньерные винты точной ориентации поля зрения, *5* — хронометр, *6* — спусковой тросик фотоаппарата.

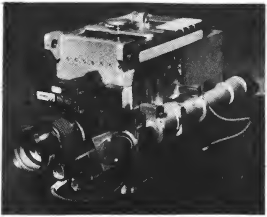


Рис. 62. Общий вид аппаратуры ПИРАМИГ без блока креления к иллюминатору.

широких областей Млечного Пути, туманностей, ярких галактик, зодиакального света и противосияния. Пример фотоснимка, полученного камерой ПИРАМИГ, приведен на рис. 63. На фотографии отчетливо видны темная поверхность Земли, светящийся слой верхней атмосферы, а также звезды и галактики (в частности, Большое Магелланово Облако).

Камера ПСН крепилась изнутри станции "Салют-7" к иллюминатору на азимутальном штативе и была снабжена визирной трубкой для гидирования во время фотографирования (время экспозиции при съемке достигало 5 мин). Диапазон углов, в которых могло производиться ручное гидирование, составлял $\pm 2^\circ,5$ по двум осям [12].

В камере ПИРАМИГ для повышения чувствительности перед фотопленкой был установлен электронно-оптический усилитель изображения — микроканальная пластина (описание детекторов этого типа дано ниже) с коэффициентом усиления порядка 10^3 и линейной разрешающей способностью около 50—100 мкм. Спектральный диапазон чувствительности фотокатода микроканальной пластины составлял 2500—10000 Å, камера ПИРАМИГ была снабжена набором фильтров на различные спектральные области. Диаметр микроканальной пластины составлял 40 мм, что и определяло размер изображений на фотопленке. Камерой ПИРАМИГ регистрировались объекты примерно до 12-й звездной величины.

в) Телевизионные камеры АМС "Вояджер". Для получения изображений звездного неба в различных спектральных диапазонах, а также для поляриметрических исследований применяются фотометры и телекамеры, установленные на АМС для передачи на Землю цветных изображений планет с близких расстояний. Так, на траектории полета к Юпитеру и Сатурну с помощью фотополяриметра КА "Пионер-10 и 11" распределение яркости и поляризация зодиакального света изучались в диапазонах 4000—4900 и 5900—6900 Å (см. табл. 8). Эти КА стабилизировались вращением, и изображения планет и зодиакального света получались при сканировании неба и изменении наклона поля зрения фотополяриметров к оси вращения КА.

В телевизионных камерах КА "Вояджер-1 и 2" изображения регистрировались видиконными экранами с числом элементов изображения, равным 800 X 800. Необходимость установки двух телекамер с разными фокусными расстояниями и полями зрения была вызвана большим диапазоном в расстояниях от КА до планет и спутников, изображения которых передавались на Землю, и разницей в размерах последних.

Вследствие ограниченной пропускной способности телеметрического канала (см. гл. 1) при кодировании яркости каждого элемента изображения 8



Рис. 63. Фотоснимок, полученный камерой ПИРАМИГ с борта ОКС "Салют-7".

Таблица 8

Характеристики некоторых звездных камер

Параметр	Фотополяриметр КА "Пионер"	Телевизионные камеры КА "Вояджер"		Звездная камера КК "Аполлон"
		широкоугольная	узкоугольная	
Диаметр объектива, см	2,54	6	18	2,7
Отн. отверстие	1 : 3,4	1 : 3	1 : 8,5	1 : 2,8
Поле зрения, град	0,3–2,5	3	0,4	30
Размер изображения, мм	—	11 × 11	11 × 11	22 × 32
Угловое разрешение, мин. дуги	—	0,2	0,03	< 1

Таблица 8 (*окончание*)

Параметр	ПИРАМИГ ОКС "Салют-7"		ПСН ОКС "Салют-7"	
	№№ объективов			
	1	2	1	2
Диаметр объектива, см	4	7	5	7
Отн. отверстие	1 : 1,2	1 : 2	1 : 1,2	1 : 2
Поле зрения, град	38	12	40	18
Размер изображения, мм	40	40	24 × 36	24 × 36
Угловое разрешение, мин. дуги	4	1	3	3

битами время считывания одного телевизионного кадра занимало от 48 до 480 с.

В обеих телекамерах КА "Вояджер" использовались идентичные видиконы, затворы и диски с фильтрами, выделявшими восемь цветовых полос в спектральном интервале от 3460 до 6200 Å. Такой набор фильтров позволял получать цветные изображения планет и спутников. На рис. 64 показано устройство широкоугольной и узкоугольной телекамер. Узкоугольная камера регистрировала звезды ярче $V = 9 \div 10^m,5$ (в зависимости от спектрального класса); чувствительность широкоугольной камеры была на $2^m,5$ ниже [13].

д) П р о е к т С Т. Фотометрические и спектроскопические исследования звезд на длинах волн $\lambda > 3000$ Å специализированными телескопами проводились на КК "Союз-13", ИСЗ ТД-1А, ОАО-2А и других. Поскольку основной задачей этих инструментов были наблюдения в ультрафиолетовом диапазоне ($\lambda < 3000$ Å), то они будут рассмотрены вместе с другими ультрафиолетовыми телескопами в последующих параграфах данной главы. Здесь же мы рассмотрим проект первого крупного космического оптического телескопа.

В 1986 г. предполагается выведение на околоземную орбиту космического телескопа СТ (ST–" Space Telescope") с главным зеркалом диаметром 2,4 м. Телескоп создается совместно американскими и европейскими учеными как многоцелевой инструмент для наблюдений в инфракрасном,

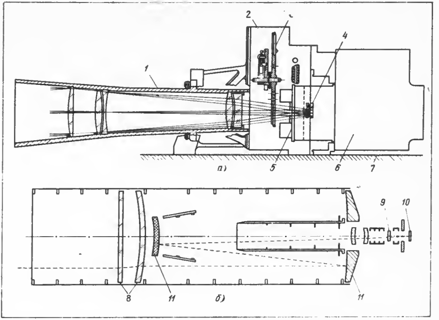


Рис. 64. Широкоугольная (*а*) и узкоугольная (*б*) телекамеры АМС "Вояджер". *1* — Объектив в оправе, *2* — корпус узла фильтров и затвора, *3* — диск с фильтрами, *4* и *10* — экран видикона, *5* — затвор, *6* — корпус камеры, *7* — сканирующая платформа, *8* — коррекционные пластины, *9* — фильтр, *11* — главное и вторичное зеркала.

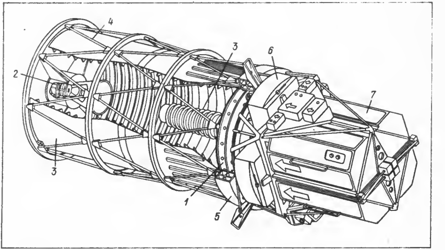


Рис. 65. Телескоп СТ. *1* — Главное зеркало, *2* — вторичное зеркало и сопутствующая аппаратура, *3* — бленды, *4* — стрингеры крепления обрешетки телескопа, *5* — фланец крепления к корпусу КК, *6* — датчики тонкого гидирования, *7* — научные приборы.

оптическом и ультрафиолетовом диапазонах с длинами волн от 1200 Å до 1 мкм [14] (табл. 9). Уменьшение размера изображения звезды до 0",1 (дифракционный предел при длине волны 6000 Å составляет 0",05) в сочетании с более низким фоном ночного неба (одна звезда 23^m с квадратной секунды), а также использование большинства детекторов в режиме счета фотонов позволит регистрировать объекты до $27-29^m$ при времени накопления сигнала до 10 часов. СТ не будет намного превосходить земные телескопы при исследовании протяженных объектов (его чувствительность при наблюдении таких источников ограничена величиной фона неба), но позволит лучше исследовать яркие компактные активные ядра галактик.

Оптическая система телескопа построена по классической схеме Ричи—Кретьена (рис. 65). Для приемников энергии отведена внутренняя часть поля зрения радиусом 9', внешняя кольцевая зона будет использоваться датчиками тонкого гидирования, которые обеспечат стабилизацию до 0",007 по звездам ярче 14^m. Во внутренней зоне центральный квадрат размером 5 × 5 см^2 выделен для основного прибора — широкоугольной камеры. Оставшееся поле зрения разделено между четырьмя другими приборами. Здесь же разместятся зеркала датчиков волнового фронта (предполагается, что искажения волнового фронта не будут превышать λ/60 в видимой области).

В задачи широкоугольной камеры входят регистрация изображений близких и далеких галактик и галактических ядер; с ее помощью будут проводиться исследования звездного населения различных классов, а также наблюдения планетных атмосфер и комет, поиск планет-спутников у ближайших звезд и т.д.

Таблица 9

Характеристики космического телескопа СТ и его фокальных приемников

Диаметр главного зеркала	2,4 м
Относительное отверстие	1 : 24
Поле зрения	15'
Угловое разрешение на длине волны в 6000 Å	0",1
Спектральный диапазон	1150 — 11000 Å
Широкоугольная камера	
Поле зрения	2',67 × 2',67 или 68",7 × 68",7
Число элементов изображения	1600 × 1600
Диапазон по блеску регистрируемых объектов	$V = 9 - 29^m$
Камера слабых объектов	
Поле зрения	11" × 11" или 22" × 22"
Число элементов изображения	512 × 512
Динамический диапазон по блеску	$V = 21 - 28^m$
Спектральный диапазон	1200—6000 Å
Спектрограф слабых объектов	
Диапазон регистрации	1140—10 000 Å
Спектральное разрешение	λ/Δλ = 100 — 1000
Размер диафрагм	0,1—4"
Число сменных решеток	8
Чувствительность	до 26^m (λ/Δλ ~ 100) до 22^m (λ/Δλ ~ 1000)
Число детекторов	512

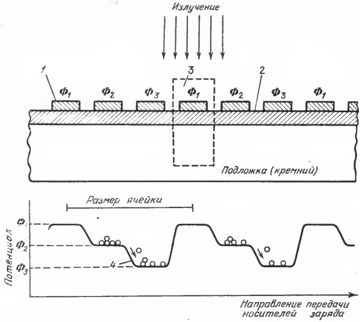


Рис. 66. Принцип работы детектора ПЗС (одномерный случай). *1* —Металлические электроды с приложенными потенциалами $Ф_1$, $Ф_2$, $Ф_3$, *2* — слой SiO_2, *3* — конденсатор, образованный слоями металла, окиси кремния и чистого кремния, *4* — зависимость величины потенциала на границе SiO_2 — Si от координаты — направления передачи носителей заряда (показан процесс накопления носителей).

В качестве детекторов в широкоугольной камере используются приборы с зарядовой связью (ПЗС). Схема детектора ПЗС показана на рис. 66. ПЗС представляет собой двумерный набор ячеек металл—окись—полупроводник, каждая из которых работает как независимый конденсатор. При подаче на такой конденсатор обратного напряжения в нем образуется обедненный свободными носителями чувствительный слой, в котором падающие фотоны при поглощении образуют электронно-дырочные пары. На проводники подаются такие потенциалы, что образовавшиеся носители накапливаются в ячейках с наибольшей глубиной потенциальной ямы. После окончания накопления зарядов они передаются при изменении разности потенциалов между злектродами по заданному закону на границы злемента ПЗС для считывания и записи в блоке памяти. В современных ПЗС размер злемента разрешения составляет 15—40 мкм. В диапазоне 4000—10 000Å квантовая эффективность таких приборов высока и достигает 60% при большом динамическом диапазоне (до $10^4 \div 10^5$) и низком шуме считывания (12 злектронов на один опрос при охлаждении ПЗС до −100 °С). Фотометрическая точность ПЗС лучше 2%. В настоящее время в наземных телескопах применяются ПЗС с матрицами из 800 × 800 элементов [14]. Но угловому разрешению в 0",1 по полю зрения в 7 кв.мин, выбранному для камеры телескопа СТ, соответствуют 1600 × 1600 злементов. Поэтому входящий в камеру поток падает на четырехгранную призму и отражается на 4 матрицы ПЗС по 800 × 800 злементов. В режиме планетных наблюдений поле зрения камеры сужается до 1,3 кв.мин, и поле зрения одной ячейки в этом режиме будет составлять 0",04.

С помощью широкоугольной камеры СТ предполагается достижение чувствительности до 29^m. Для спектроскопии с невысоким спектральным разрешением ($\lambda/\Delta\lambda \sim 5-10$) будут использоваться полосовые фильтры и дифракционные решетки.

Другим инструментом, разрабатываемым для телескопа СТ, является дифракционный спектрограф слабых объектов, предназначенный для спектроскопии с высоким разрешением активных галактик и квазаров, изучения химического состава галактик, центральных звезд планетарных туманностей и комет. Весь диапазон регистрации от 1150 до 7000 Å перекрывается восемью решетками, установленными на карусели. Диаметр входного отверстия спектрографа может изменяться от $0''$,1 до $4''$.

В качестве детекторов будут предположительно использованы устройства под названием "Диджикон" ("Digicon"). В СССР подобные приборы называются "кремникон" или "диокон" [30]. Детекторы данного типа представляют собой фотокатод, состыкованный с микроканальной пластиной (о работе микроканальных пластин см. гл. 4 § 4). Пучок электронов проходит затем магнитную фокусировку, усиливается в микроканальной пластине и попадает на набор кремниевых диодов, расположенных вдоль дисперсии; с выходных контактов диодов снимается информация о спектре. Магнитная фокусировка позволяет быстро перемещать поле зрения с источника на фон неба, а использование кремниевых диодов с весьма малыми постоянными времени (50 мкс) обусловливает большой динамический диапазон — до 10^7. В спектрографе предполагается использовать набор из 512 диодов.

Для наблюдений внегалактических объектов, исследований динамики и физических условий в газе вблизи активных ядер, и возможного поиска сверхмассивных черных дыр в центральных областях галактик Европейским космическим агентством разрабатывается так называемая камера слабых объектов (см. табл. 9), которая представляет собой трехступенчатый усилитель изображения, где информация с последнего фосфорного экрана считывается видиконной системой. Поле зрения делится на 512 × 512 элементов с линейными размерами по 25 × 25 $мкм^2$. Так как в камере должна быть обеспечена регистрация каждого фотоэлектрона, образованного в фотокатоде на входе усилителя изображения, динамический диапазон такой системы невысок и максимальная яркость точечных источников, выбранных для наблюдений, не должна превышать 21^m (без применения ослабляющих фильтров).

В отличие от СТ, имеющего небольшое поле зрения, для получения изображений участков неба диаметром до 0°,5 в настоящее время разрабатывается проект телескопа "Старлэб" ("Starlab") с главным зеркалом диаметром в 1 м. Предполагается, что угловое разрешение в диапазоне 1300—12000 Å будет достигать $0''$,2 по всему полю зрения при чувствительности до $25-26^m$ [15]. Для телескопа выбрана схема Ричи—Кретьена с эквивалентным фокусным расстоянием в 15 м.

4. *Космические интерферометры.* Прохождение излучения сквозь земную атмосферу существенным образом ограничивает возможности наземных интерферометрических методов (интерферометр Майкельсона, спеклинтерферометр, интерферометр интенсивностей) при попытках достигнуть высокого углового разрешения [16]:

— размытие изображения (потеря синфазности волнового фронта на входной апертуре) приводит к тому, что начиная с некоторого предела чувствительность интерферометров не растет с увеличением размеров зеркал используемых телескопов, а при увеличении кружка размытия чувствительность интерферометров ухудшается;

— флуктуации разности хода лучей при прохождении через атмосферные неоднородности сужают спектральную полосу, в которой могут проводиться наблюдения с высоким разрешением;

— характерное время флуктуаций фазы принимаемого излучения определяет максимальное время усреднения, при котором интерференционные полосы не замываются; наибольшая экспозиция составляет около 0,02 с.

При выносе интерферометров в космос ограничивающее влияние атмосферы исчезает и становятся возможными наблюдения очень слабых объектов с высоким угловым разрешением. При этом, для того чтобы чувствительность определялась только размерами приемных зеркал, необходимо, чтобы в каждом телескопе получалось дифракционное изображение наблюдаемого объекта, что должно обеспечиваться соответствующим качеством гидирования и контролем формы зеркала. Далее, тепловые деформации и изгибы конструкции под действием гравитационного момента, разного рода смещения зеркал могут вносить дополнительную разность хода лучей, и контроль за взаимным расположением зеркал должен осуществляться с точностью не хуже $\lambda/4$ с использованием лазеров. Кроме того, необходим контроль ориентации с точностью до $10^{-3}-10^{-4}$ угловых секунд.

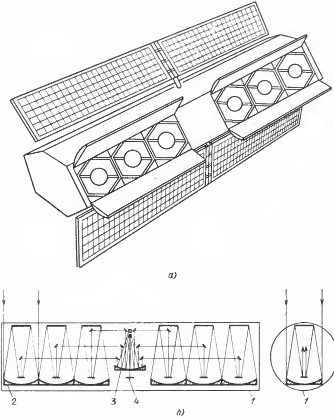


Рис. 67. Проект шестиэлементного оптического интерферометра. *а)* Общий вид. *б)* Схема: *1* — корпус, *2* — шесть телескопов диаметром по 2,4 м, *3* — телескоп-смеситель изображений, *4* — фокальная плоскость.

В настоящее время существует несколько проектов космических оптических интерферометров. По одному из них в космос должна быть выведена система из 6 зеркал диаметром по 2,4 м с максимальной базой в 18 м. Угловое разрешение при этом составит $\beta = 0'',005$, а общая собирающая поверхность будет эквивалентна шестиметровому телескопу [17]. Схема предполагаемого интерферометра показана на рис. 67. Его чувствительность (определяемая как среднеквадратичная флуктуация числа фотонов, собранных одним зеркалом при наблюдении источника в течение 30 мин) составит около 26^m (на Земле с таким угловым разрешением, по-видимому, возможны наблюдения объектов не слабее 20^m [16]).

§ 2. Результаты наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне

Исследования в ультрафиолетовом спектральном диапазоне с длинами волн от 3000 до 100 Å начали проводиться с конца 40-х годов XX столетия. Вследствие различия методов наблюдений и достигнутых результатов сам ультрафиолетовый участок делится на ряд диапазонов.

— "Ближнее" ультрафиолетовое излучение с λ от 2000 до 3000 Å. В этой области возможно (с небольшими модификациями) применение инструментов и методов регистрации излучения, разработанных для видимого диапазона. Фотоны ближнего ультрафиолетового диапазона поглощаются земной атмосферой на высоте 30—40 км (см. рис. 1), так что наблюдения могут проводиться с баллонов, за исключением полосы поглощения озоном λ = 2300—2700 Å, в центре которой, на высоте в 40 км, поток, приходящий из космоса, ослабляется на порядок. Многочисленные наблюдения в ближней ультрафиолетовой области проводились также на зондирующих ракетах.

— Область "далекого" или "вакуумного" ультрафиолетового излучения, с длинами волн от 1000 до 2000 Å. При $\lambda < 2000$ Å уменьшение прозрачности оптических стекол обусловливает использование только отражающей оптики и применение специальных материалов в качестве широкополосных фильтров и окон ФЭУ. Кроме того, для повышения коэффициента отражения зеркал и дифракционных решеток необходимо использовать специальные отражающие покрытия.

Сильное ослабление далекого ультрафиолетового излучения в воздухе приводит к тому, что астрономические наблюдения возможны только на высотах, превышающих ~ 100 км, т.е. в ракетных и космических исследованиях. Это же обусловило и создание различных типов вакуумных монохроматоров и спектрометров и привело к разработке еще в 50-е годы различных схем монтировок с использованием вогнутых дифракционных решеток, которые играют роль коллиматора и камеры спектрометра. В настоящее время все эти приборы широко используются в спектроскопических наблюдениях ультрафиолетового излучения [18]. В ближнем и далеком ультрафиолетовых диапазонах инструментами, установленными на ракетах и ИСЗ, выполнен большой объем исследований по фотометрии и спектроскопии (с разрешением до $\lambda/\Delta\lambda \sim 10^4$) источников излучения.

— Область "крайнего" ультрафиолетового излучения ($\lambda < 1000$ Å) характеризуется прежде всего тем, что малые величины коэффициентов отражения покрытий при нормальном падении делают практически невозможным использование обычных оптических систем для собирания света. Далее, отсутствие веществ, прозрачных к изучению при λ = 100 — 1000 Å и одновременно достаточно механически прочных, приводит к тому, что

приемники излучения должны быть "открытого" типа, т.е. такими, в которых отсутствуют входные окна (у детекторов с входными окнами — например, гейгеровских счетчиков — площади окон и эффективность регистрации ультрафиолетового излучения невелики).

В крайнем ультрафиолетовом диапазоне проводилось много наблюдений Солнца и излучения межпланетной среды. Исследования же источников, расположенных вне Солнечной системы, начали развиваться только в самые последние годы. Такая ситуация возникла из-за того, что до недавнего времени плотность водорода в околосолнечном пространстве (определяемая из радиоизмерений) принималась равной $n_{\rm H} = 0{,}1 - 1.{\rm см}^{-3}$. Но так как сечение поглощения фотонов с длиной волны $\lambda = 912$ Å (соответствующей границе лаймановского континуума) составляет около 10^{-17} см^2 на один атом водорода и падает с уменьшением длины волны пропорционально λ^3, то излучение в диапазоне 200–912 Å при таких условиях даже от самых близких к Солнцу звезд (на расстоянии нескольких парсеков) должно было бы полностью поглощаться межзвездной средой (при $\lambda = 912$ Å оптическая толщина, равна 1, соответствует расстояниям в доли парсека).

Ситуация изменилась коренным образом, когда по наблюдениям линий поглощения межзвездной среды ультрафиолетовым телескопом, установленным на спутнике "Коперник", стало ясно, что поверхностная плотность атомов водорода на луче зрения вплоть до расстояний в 100 пс от Солнца (где находятся 10^5 звезд) не превышает $10^{18}-10^{20}$ атомов/см^2, т.е. межзвездная среда гораздо более прозрачна для крайнего ультрафиолетового излучения, чем считалось ранее. И действительно, наблюдения последних лет в крайнем ультрафиолетовом диапазоне привели к открытию более 20 источников излучения, в основном горячих белых карликов и субкарликов [64]. В некоторых направлениях вероятно возможны и наблюдения внегалактических объектов.

Если наблюдения в крайнем ультрафиолетовом диапазоне находятся еще в самом начале своего развития, то в области спектра $\lambda = 1000 - 3000$ Å известны десятки тысяч объектов различной природы.

При температурах выше 10 000° (в солнечной хромосфере и короне, у звезд ранних спектральных классов O, B и A, белых карликов и т.д.) основная доля излучения приходится на область $\lambda < 3000$ Å, и спектры ультрафиолетового излучения данных объектов содержат основную информацию о температуре, распределении энергии в спектре и источниках непрозрачности в их атмосферах. Резонансные линии излучения и поглощения многих из наиболее распространенных элементов и их ионов находятся в областях далекого и крайнего ультрафиолета, а наблюдения этих линий являются наилучшим методом определения обилия элементов, ионизационного баланса и физических условий в звездах и межзвездной среде.

С о л н ц е. В солнечной хромосфере температура плазмы достигает 30–50 тысяч градусов, а во внутренней короне — порядка 10^6 K. Соответственно с удалением от фотосферы возрастает степень ионизации атомов, и их спектр излучения сдвигается в коротковолновую область. Кроме того, в ультрафиолетовом диапазоне поглощение излучения обусловлено возбуждением и ионизацией тяжелых элементов (Mg, Al, Si, Fe), коэффициент поглощения растет с уменьшением длины волны, и принимаемое излучение рождается во все более высоких слоях атмосферы Солнца [19]. Таким образом, переход от излучения фотосферы к хромосфере происходит на длинах волн около 1700 Å, а от хромосферы к короне — в крайнем ультрафиолетовом диапазоне. При этом непрерывный спектр фотосферы

исчезает с уменьшением длины волны до 1500 Å, и в более коротковолновой области остается только линейчатое излучение хромосферы и короны.

Из сказанного ясно, что наблюдения в ультрафиолетовом диапазоне являются основным каналом получения информации о структуре, физических процессах и динамике хромосферы и внутренних слоев короны. Важнейшей линией в солнечном спектре является линия L_α водорода λ1216 Å с интегральным потоком от спокойного Солнца, равным 5 эрг/см^2 · с. По аналогии с линиями H_α, H и K CaII в оптике, являющимися наилучшими индикаторами фотосферной активности, фотографии солнечного диска в линии L_α дают картину распределения активных образований в хромосфере. Так, во время вспышек поток L_α-излучения возрастает на порядок. С 1960 г. проводятся постоянные наблюдения Солнца в линии L_α со спутников "Солрад", ОСО и других.

От Солнца наблюдается также излучение в резонансных линиях He I (λ 584 Å) и He II (λ 304 Å) с потоками (в годы минимума солнечной активности) на уровне 0,1–0,2 эрг/см^2 · с, резонансные линии кислорода, углерода, аргона и других элементов. Вообще количество отождествленных линий различных атомов и ионов в ультрафиолетовом спектре Солнца достигает нескольких сотен.

Таким образом, изображения в различных линиях как всего солнечного диска, так и отдельных активных областей позволяют изучать структурные особенности хромосферных и корональных деталей на разных высотах над фотосферой. В последние годы угловое разрешение при получении таких изображений доведено до 1″, а временно́е — до долей секунд. Пример структуры вспышек в хромосфере по наблюдениям со спектрогелиометром ОКС "Скайлэб" [20] показан на рис. 68.

По высокодисперсным (с разрешением до 10^{-2} Å) ультрафиолетовым спектрам возможно детальное изучение физических условий, атомных и ионных концентраций в хромосферных и корональных деталях, различных механизмов возбуждения и деактивации атомов, развития вспышек во времени и т.д.

М е ж п л а н е т н а я   с р е д а. В 1959 г. было обнаружено диффузное свечение ночного неба в линии L_α, и последующие наблюдения подтверди-

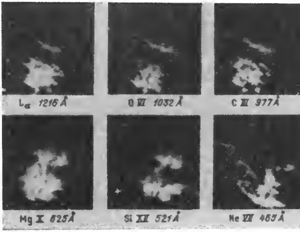


Рис. 68. Структура солнечных вспышек по наблюдениям в различных линиях ультрафиолетового диапазона. Размер изображений 5′ × 5′.

ли, что это свечение обусловлено резонансным рассеянием (т.е. поглощением в атоме с последующим испусканием фотона такой же энергии) солнечного L_α-излучения атомами нейтрального водорода в земной геокороне на расстояниях до 10 радиусов Земли. Следует отметить, что из-за высокой интенсивности этого рассеянного излучения ($\sim 10^8$ фотонов/(см^2 · с · ср) вблизи границы земной атмосферы) наблюдения L_α-излучения межпланетной и межзвездной среды, а также в спектрах дискретных источников, возможны только вне геокороны, скажем, на высокоапогейных спутниках типа "Прогноз", АМС и т.д. У Земли имеется и гелиевая корона, резонансно рассеивающая излучение Солнца в линии He I λ 584 Å.

Диффузное излучение, возникающее при рассеянии солнечных L_α-фотонов на атомах межзвездного водорода, проникающих в Солнечную систему, было открыто в 1963 г. при наблюдениях с КА "Зонд-1" [21]. Впоследствии по результатам наблюдений со спутников ОГО-5, "Прогноз-5 и 6", АМС "Марс-7", "Венера-9" и других были построены карты распределения излучения по небесной сфере и определены параметры межзвездного газа в окрестности Солнца. В частности, оказалось, что плотность атомов водорода вблизи Солнечной системы (100—1000 а.е.) составляет $n_H \approx 0{,}05 - 0{,}1$ см$^{-3}$, температура газа—порядка 10^4 K, и Солнце движется относительно этой среды со скоростью в 20 км/с, причем межзведный газ опережает Солнце в галактическом вращении [22].

Исследования планет. В задачи планетных исследований ультрафиолетовыми фотометрами и спектрометрами, которые устанавливаются на АМС, входят: спектрографирование поверхностей планет и нижних слоев их атмосфер; изучение распределения яркости, атмосферного давления, химического состава, температуры и обилия различных элементов по высоте в атмосферах планет на основе фотометрических и спектроскопических данных; поиск различных элементов и исследование рассеяния солнечного излучения в верхних слоях атмосфер.

Внесолнечные источники. Ранние исследования в диапазоне 1000—3000 Å выполнялись с помощью широкополосных фотометров, поле зрения которых ограничивалось механическими коллиматорами до нескольких квадратных градусов [23]. Такие приборы не требовали знания ориентации лучше 1°, и во время наблюдений выполнялись фотометрические ультрафиолетовые обзоры неба с целью определения общей плотности излучения, которая связана с распределением в пространстве и степенью ионизации межзвездного вещества, температурой пыли, непрозрачностью межзвездного газа и другими физическими параметрами.

Общее распределение ультрафиолетового излучения по небу обнаруживает заметную корреляцию с распределением вещества в нашей Галактике — в галактической плоскости интенсивность излучения соответствует $6 \cdot 10^{-7}$ эрг/(см^2 · с · ср · Å) и уменьшается более чем на два порядка вблизи полярных областей.

В изучении дискретных источников ультрафиолетового излучения четко выделяются два направления. Первое направление — проведение фотометрических и спектроскопических (с низким $\Delta\lambda \approx 10 - 30$ Å разрешением) наблюдений объектов различных типов — звезд ранних классов, эмиссионных туманностей, вспыхивающих звезд и т.д. При этом реализуется высокая чувствительность по потоку и обеспечивается регистрация излучения от большого числа объектов, что служит основой создания каталогов. Такие наблюдения проводились телескопами — фотометрами на спутниках ОАО-2А, ТД-1А, АНС, телескопами с объективной призмой, установленными на КК "Союз-13", "Аполлон-16", ОКС "Скайлэб". Так, каталог, составленный по наблюдениям с инструментом "Селескоп" ("Celescope")

на спутнике ОАО-2 в четырех полосах диалазона 100–3200 Å, включает более 13 000 наблюдений 5000 звезд до 8^m. По наблюдениям на спутнике ТД-1 был составлен каталог, в котором лриведены слектры 1356 звезд до $6^m,5$ с разрешением $\Delta\lambda$ = 35 – 40 Å в диапазоне 1350 – 2500 Å. Бо́льшую часть, 41%, в каталоге составляют звезды слектральных классов В4–В9,5; 34,4% – классов В0–В6; 19,5% – класса А; 3,2% – класса О; в каталоге всего 24 звезды (1,7%) поздних спектральных классов F, К и М [24]. Фотометрический каталог спутника ТД-1 включает данные о 31215 звездах до 9^m в трех полосах спектра от 1350 до 2550 Å; ширина лолос $\Delta\lambda$ = = 330 Å [25].

В свою очередь, каталоги служат базой для классификации объектов, звездной статистики в ультрафиолетовом диапазоне, определения общих особенностей распределения знергии в спектрах звезд различных классов и сравнения с теоретическими моделями. По каталогам изучается распределение в Галактике наблюдаемых объектов.

Второе направление – спектроскопические исследования выбранных звезд с высоким ($\Delta\lambda \approx$ 0,1 Å) разрешением (ультрафиолетовые телескопы на спутниках "Коперник", ИУЕ). В настоящее время такие наблюдения возможны для объектов ярче 17^m.

По спектроскопическим данным детально исследуются физические условия в атмосферах звезд всех классов, в том числе и с анализом профилей линий, а по змиссионным резонансным линиям элементов Н, Ne, С, N, О и других рассчитывается распространенность этих злементов и их ионов. Спектроскопические данные являются основой построения конкретных моделей наблюдаемых объектов.

В последние годы в исследованиях отдельных источников (особенно систем, содержащих релятивистские объекты – белые карлики, нейтронные звезды и черные дыры)активно применяются методы синхронных и координированных наблюдений в различных диапазонах – от радио до рентгеновского, что существенным образом увеличивает в качественном и количественном отношении уровень получаемых научных результатов.

Узкие линии поглощения, обусловленные прохождением излучения через межзвездную среду, наблюдаются в ультрафиолетовых спектрах всех внесолнечных объектов. По спектроскопическим наблюдениям этих линий со спутника "Коперник" были детально исследованы параметры межзвездного вещества на расстоянии до десятков парсеков от Солнца. В области λ = 1200 – 1300 Å находится несколько линий поглощения молекулярного водорода, образующихся при переходах из основного состояния. Изучение зтих линий привело, в частности, к важному выводу о том, что по массе H_2 составляет более 50% всего межзвездного газа.

В области спектра λ < 3000 Å большой интерес лредставляют исследования излучения с непрерывным спектром нетепловой лрироды от внегалактических объектов – галактик Маркаряна, сейфертовских галактик, объектов тила BL Lac, квазаров. Вместе с наблюдениями в других диапазонах спектра зти данные способствуют выяснению природы активности ядер галактик, в частности поиску в них черных дыр. Наблюдения в ультрафиолетовом диапазоне близких галактик и квазаров позволяют связать эмиссионные особенности в их спектрах с соответствующими спектральными деталями далеких объектов, наблюдаемыми в визуальной области за счет красного смещения, и таким образом исследовать зволюционные процессы. Изучение абсорбционных линий в спектрах квазаров дает информацию о плотности и составе межгалактической среды.

§ 3. Оптика для наблюдений в далеком и крайнем ультрафиолетовом диапазонах

Телескопы и спектрографы для анализа излучения в далекой и крайней ультрафиолетовой области имеют специфические особенности, которые ставят серьезные проблемы перед разработчиками инструментов.

Оптические стекла полностью поглощают коротковолновое излучение с $\lambda < 3000$ Å. Кварцевые стекла прозрачны до длин волн ~ 1700 Å, и если в ближнем ультрафиолетовом диапазоне возможно создание телескопов-рефракторов, то при $\lambda < 1700$ Å могут использоваться только рефлекторы.

Известно несколько кристаллов, у которых коротковолновая граница пропускания находится в далекой ультрафиолетовой области при толщине образцов в несколько миллиметров. Величины границ пропускания некоторых из таких веществ приведены в табл. 10. Наименьший порог пропускания наблюдается у LiF, и в настоящее время неизвестны материалы, прозрачные к излучению с $\lambda < 1050$ Å.

Практическое использование перечисленных материалов затруднено прежде всего падением прозрачности при увеличении толщины, а также невозможностью изготовления линз большого диаметра. Кроме того, некоторые из этих кристаллов (например, LiF) весьма гигроскопичны, что накладывает особые требования на изготовление, испытания и хранение образцов в наземных условиях. С другой стороны, их свойства могут сильно изменяться при работе в космосе (например, прозрачность сапфира уменьшается при облучении заряженными частицами).

Вышеперечисленные факторы приводят к тому, что прозрачные к ультрафиолетовому излучению материалы применяются только как входные окна малой площади (до 3–4 см^2) у приемников фотонов, а также в качестве фильтров и оптических элементов малого размера (например, линз Фабри).

Так как при $\lambda < 2000$ Å алюминиевое покрытие перестает эффективно отражать падающее излучение (при нормальном падении), в оптике далекого ультрафиолета на зеркала напыляются другие вещества. Данные о коэффициентах отражения при нормальном падении для типичных покрытий зеркал ультрафиолетовых телескопов приведены на рис. 69 [26], из которого видно, что, во-первых, для каждого спектрального диапазона существует свой материал, наиболее эффективно отражающий фотоны ($Al + MgF_2$ для $\lambda \sim 1000$ Å; Al + LiF для $\lambda = 1200 - 1400$ Å и т.д.), и, во-вторых, отражательная способность покрытий при $\lambda < 1500$ Å резко падает.

Оптические системы телескопов ультрафиолетового диапазона в принципе не отличаются от наземных. Вместе с тем обычно большое внимание при разработке инструментов уделяется выбору состава и толщины покры-

Таблица 10

Материалы, прозрачные к ультрафиолетовому излучению

Материал	Граничная длина волны λ_{min}, Å	Материал	Граничная длина волны λ_{min}, Å
LiF	1050	Сапфир	1425
MgF_2	1150	Кварц	1700
CaF_2	1225	Алмаз	2300
BaF_2	1350		

тий зеркал для увеличения коэффициента отражения в заданном спектральном диапазоне. С этой же целью по возможности всегда стараются свести к минимуму число отражений пучка света до регистрации приемником.

Для сохранения заданной формы в условиях перепадов температур в космосе зеркала изготовляются из материалов с малым коэффициентом расширения — кварца, ситалла (кристаллизованного стекла с малым линейным коэффициентом расширения $\sim 10^{-7}$ град$^{-1}$) или бериллия. Обычно считается, что для обеспечения формы и прочности зеркала оно должно иметь толщину в 1/6 диаметра. Но при этом у больших телескопов (с диаметром 0,5–1 м) зеркала становятся слишком тяжелыми, следовательно, необходимо принимать меры по их облегчению. Так, у телескопа "Коперник" главное зеркало диаметром 0,8 м было сделано трехслойным — передняя и задняя тонкие кварцевые пластины сплавлялись с промежуточным слоем из ячеистого кварца; в результате зеркало весило 47 кг (в три раза меньше, чем обычное) при сохранении достаточной механической прочности. В настоящее время разрабатывают различные методы активного контроля за формой зеркала во время наблюдений в космосе (в частности, для зеркала телескопа СТ), что позволит существенно уменьшить вес при сохранении качества зеркала.

Элементы ультрафиолетовых спектрографов или изготавливаются из материалов, прозрачных к излучению в заданном спектральном диапазоне (призмы), или же, как и зеркала, покрываются материалом, хорошо отражающим ультрафиолетовое излучение (решетки).

Как видно из рис. 69, при $\lambda \approx 500$ Å коэффициенты отражения покрытия зеркал при нормальном падении становятся близки к нулю. Поэтому единственным выходом в создании оптических систем крайнего ультрафиолетового и рентгеновского диапазонов является использование отражения света под углами скольжения, не превышающими угла полного внутреннего отражения α_k на границе вакуум — зеркало:

$$\alpha < \alpha_k = \arccos n_0 \tag{4.1}$$

(где n_0 — показатель преломления), т.е. применение оптики "косого падения". Только в этом случае возможно получение коэффициента отражения около 0,5.

Можно показать, что величина α_k во-первых, пропорциональна $\rho^{1/2}$, где ρ — плотность материала покрытия зеркала, и следовательно для увели-

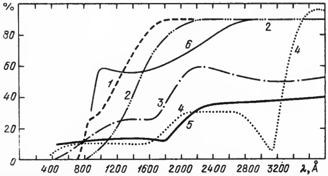


Рис. 69. Зависимость коэффициента отражения в ультрафиолетовом диапазоне от длины волны для различных отражающих покрытий при нормальном падении лучей. *1* – Al + MgF , *2* – Al, *3* – Be, *4* – Ag, *5* – Pt, *6* – Al + LiF.

чения α_k нужно применять более тяжелые материалы (никель, золото). Во-вторых, угол α_k составляет около 10–15° при $\lambda \approx 500$ Å и монотонно уменьшается с уменьшением длины волны принимаемого излучения.

По аналогии с соответствующими типами телескопов нормального падения были разработаны однозеркальная система (параболический концентратор), не дающая изображения в фокальной плоскости, и двухзеркальные системы косого падения с получением изображения (параболоид + гиперболоид, параболоид + эллипсоид и т.д.). Последние носят название систем Уолтера I, II и III типов. Схемы телескопов косого падения приведены на рис. 70.

Системы косого падения, кроме естественных преимуществ их использования, связанных с возможностью получения большой собирающей площади и (в системах Уолтера) получения изображения, имеют ряд недостатков, ограничивающих их эффективность.

Для достижения уровня дифракционного разрешения необходимо выполнение критерия Рэлея о том, чтобы отклонения волнового фронта при прохождении света через оптическую систему не превышали $\lambda/4$, что при отражении под малыми углами скольжения приводит к допустимым размерам мелкомасштабных неровностей зеркала, не более

$$a \leqslant \frac{\lambda}{8\alpha}, \tag{4.2}$$

и в диапазоне крайнего ультрафиолетового излучения соответствует сотням ангстрем. На современном технологическом уровне достижение такого качества обработки больших зеркал затруднительно, вследствие чего в телескопах косого падения угловое разрешение не лучше 1″ и весьма далеко от дифракционного. Кроме того, микронеровности поверхности зеркала уменьшают коэффициент отражения. Следует также отметить, что допуски на отклонение общей формы зеркала от заданной также весьма высоки и достигают долей микрометра. Так, у телескопа ОСО-7 для достижения коэффициента отражения 0,5 при λ = 170–400 Å и диаметра кружка размытия в 20″ форма зеркала не отличалась от теоретической более чем на 10 мкм, а расхождение осей параболоида и гиперболоида не превышало долей секунды.

Второй существенный недостаток систем косого падения — это то, что из-за малых углов между падающим пучком и отражающей поверхностью

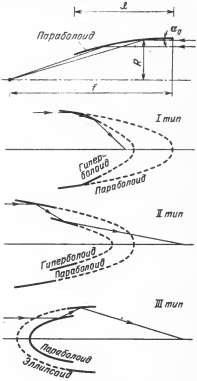


Рис. 70. Схемы систем косого падения. *а*) Однозеркальная параболоидальная. *l* — длина параболоида, *f* — его фокусное расстояние, *R* — средний радиус и α_0 — средний угол скольжения при отражении. *б*) Двухзеркальные системы Уолтера.

входной зрачок этих телескопов имеет вид узкого кольца (см. рис. 70) площадью, например,

$$S = 2\pi Rl\alpha_0 \quad (4.3)$$

для параболического концентратора, где α_0 — средний угол скольжения при отражении, т.е. коэффициент использования апертуры невелик. Частично этот недостаток можно компенсировать созданием коаксиальных "вложенных" друг в друга систем. Но и в этом случае не достигается полное использование апертуры.

Третья особенность заключается в том, что относительное отверстие систем косого падения не может быть большим, так как фокусное расстояние f значительно превышает радиус телескопа. Например, $f \approx R/2\alpha_0$ для параболоида (см. рис. 70). Это сильно увеличивает размеры телескопа, что в космических исследованиях представляет серьезное неудобство.

Несмотря на эти недостатки, зеркальные системы косого падения получили широкое распространение при наблюдениях в крайнем ультрафиолетовом диапазоне. Были разработаны и спектрографы с использованием дифракционных решеток косого падения, предназначенные для использования в спектральном диапазоне от 100 до 500 Å.

§ 4. Приемники ультрафиолетового излучения

Участок спектра от 3000 Å до 100 Å находится между традиционной оптической астрономией с хорошо развитыми методами фотографической и фотоэлектрической регистрации данных и астрономией "высоких энергий" ($E > 0{,}1$ кэВ), в которой применяются ядернофизические детекторы. Этим, а также интенсивной разработкой различных типов приемников для регистрации ультрафиолетового излучения в космосе, объясняется разнообразие применяемых в настоящее время ультрафиолетовых детекторов.

1. *Фотоэмульсии.* До сих пор фотопленки и фотопластинки по своей информативности остаются одними из наилучших приемников энергии — на одной пластинке может быть зарегистрировано до 10^8 бит информации. Однако применение фотоматериалов в космических исследованиях сопряжено с некоторыми трудностями. Во-первых, отснятый фотоматериал необходимо возвращать для обработки и анализа на Землю, что позволяет применять его лишь на баллонах, ракетах пилотируемых КК (методы автоматического проявления на орбите и последующей передачи изображения по телеметрии весьма сложны и не получили широкого распространения в астрономических наблюдениях). При длительной работе в радиационных поясах из-за чувствительности фотоэмульсий к заряженным частицам на ней появляется вуаль. Кроме того, динамический диапазон по яркости при регистрации на фотоматериалы невелик и обычно не превышает 100, почернение нелинейно зависит от величины экспозиции, а эффективность регистрации — меньше нескольких процентов.

У обычных фотоэмульсий слой желатины непрозрачен к излучению с $\lambda < 2300$ Å, и в ультрафиолетовых инструментах могут применяться эмульсии только со специальным безжелатиновым покрытием (обычно это — салицилат натрия). Другим методом является применение фотопленки в комбинации с различными преобразователями излучения из ультрафиолетового в видимый диапазон, усилителями изображения и электронно-оптическими преобразователями. Так, в электронографических камерах освобождаемые на фотокатоде электроны фокусируются электрическим или магнитным полем на ядерную фотоэмульсию, созда-

вая на ней аналог ультрафиолетового изображения, полученного на фотокатоде. Квантовая эффективность современных фотокатодов к ультрафиолетовым фотонам достигает 30—40% при пространственном разрешении до 10—20 мкм, и общая эффективность при электронографическом способе регистрации может быть 10—20%. Динамический диапазон таких устройств составляет примерно 10^3. При размещении всех элементов электронографической камеры в вакууме возможна регистрация крайнего ультрафиолетового излучения вплоть до $\lambda \approx 500$ Å (при меньших длинах волн эффективность фотокатодов падает).

2. *Фотоэлектрические умножители.* С использованием прозрачных к ультрафиолетовому излучению материалов в качестве входных окон ФЭУ возможна регистрация фотонов с длиной волны $\lambda > 1050$ Å. Среди применяемых фотокатодов особый интерес представляют так называемые "солнечно-слепые", у которых длинноволновая граница эффективности находится также в ультрафиолетовом диапазоне — это CsTe (λ_{max} = = 3500 Å), CsI (λ_{max} = 2300 Å) и KBr (λ_{max} = 1800 Å). ФЭУ с такими фотокатодами нечувствительны к рассеянному (например, солнечному) излучению с $\lambda \gtrsim 3000$ Å, устранение которого является серьезной проблемой в спектрографах.

3. *Устройства с накоплением изображения.* В связи с созданием в последнее десятилетие крупных космических ультрафиолетовых инструментов и спектрографов, целью которых является получение изображений с высоким пространственным разрешением и высокодисперсных спектров слабых объектов, было разработано несколько типов телевизионных приемников и устройств с накоплением изображения. Целью таких разработок является создание панорамных приемников с высокой эффективностью в ультрафиолетовом диапазоне, хорошим пространственным разрешением (десятки микрометров) на чувствительной поверхности, линейной зависимостью выходного сигнала от числа накопленных фотонов в широких пределах, возможностью накапливать информацию длительное время. Схема одного из них под названием "Увикон", который был установлен в ультрафиолетовом телескопе спутника ИУЕ, приведена на рис. 71. В этом приемнике падающие ультрафиолетовые фотоны выбивают из фотокатода электроны, которые, ускоряясь анодным потенциалом (4 кВ), рождают несколько вторичных электронов в тонкой полупрозрачной мишени. Последняя находится под небольшим (10 — 30 В) отрицательным потенциалом, так что вторичные электроны уходят из мишени, а на ней остаются положительные заряды, распределенные в соответствии с изображением на фотокатоде. Накопление информации может идти несколько часов. Считывание производится видиконным способом, т.е. при попадании пучка электронов, образованного электронной пушкой, на какое-либо место мишени (и происходящем при этом разряде соответствующего элемента), с мишени снимается видеоимпульс, величина которого соответствует заряду данного элемента мишени.

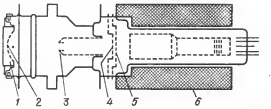


Рис. 71. Схема приемника "Увикон". *1* — Волоконные световоды, *2* — фотокатод, *3* — анод, *4* — мишень, *5* — экранирующая сетка, *6* — отклоняющая система видикона.

Изображение может храниться на мишени несколько часов без размытия. Коэффициент усиления такой камеры (отношение числа вторичных электронов к числу первичных) — около 50, и пространственное разрешение — примерно 40 мкм при размере мишени 3 × 3 $см^2$. Динамический диапазон видиконных систем достигает 10^3 при квантовой эффективности порядка 0,1.

Проблемой в таких камерах является калибровка по чувствительности: вследствие неоднородности фотокатода и мишени необходимо строить калибровочные кривые для каждого элемента изображения (их число достигает 10^6) [27].

4. *Каналовые электронные умножители (КЭУ)*. Эти детекторы особенно эффективны при регистрации далекого и крайнего ультрафиолетового излучения, т.е. там, где из-за отсутствия прозрачных материалов чувствительный слой, в котором происходит поглощение фотонов, должен располагаться в вакууме. КЭУ представляет собой трубку из полупроводящего материала с отношением длины канала к диаметру около 50. К торцовым поверхностям канала прикладывается высокое напряжение в несколько киловольт. Падающий фотон выбивает на внутренней поверхности канала фотоэлектрон, который при ускорении в электрическом поле в свою очередь выбивает из стенок вторичные электроны. При таком лавинообразном процессе достигаются коэффициенты усиления до $10^7 - 10^8$. КЭУ обладают хорошей линейностью в большом динамическом диапазоне (от 1 до 10^5 имп/с) и низким темновым током (менее 0,1 имп/с). Внутренний диаметр КЭУ обычно составляет несколько миллиметров.

Для повышения эффективности к ультрафиолетовому излучению до 10 — 20% на внутреннюю поверхность канала КЭУ напыляется слой тяжелого металла, CaF_2, LiF, MgF_2 или соединения щелочных металлов.

Вариантом КЭУ является микроканальная пластина (МКП), представляющая собой тонкий (1—2 мм) полупроводниковый диск, в котором имеется множество каналов толщиной в 10—50 мкм, и каждый из них работает как отдельный КЭУ. В отличие от одиночного КЭУ, с помощью МКП возможна регистрация ультрафиолетовых изображений.

КЭУ и МКП являются примерами умножителей с "распределенными динодами", т.е. таких, в которых усиление сигнала (выбивание вторичных электронов) может происходить в любом месте канала. Для регистрации излучения с $\lambda < 2000$ Å применяются и открытые вторичные электронные умножители (ВЭУ) с дискретными динодами. Их принцип работы аналогичен ФЭУ, но, в отличие от последних, эти умножители не имеют входного окна, и регистрируемые частицы попадают непосредственно на первый динод, откуда и выбиваются фотоэлектроны.

5. *Счетчики фотонов.* Регистрация излучения счетчиком основана на фотоионизации атомов или молекул газа при поглощении фотонов. Если энергия образования пары электрон — ион в газовой смеси равна 5 — 6 эВ, то ионизация будет создаваться фотонами далекого и крайнего ультрафиолетового диапазонов.

Счетчик Гейгера представляет собой наполненную газом металлическую оболочку или коробку с натянутой внутри нитью. К нити (аноду) приложено напряжение в 1—2 кВ, так что при появлении свободного электрона (в результате фотоэффекта) в газовом объеме счетчика вспыхивает коронный разряд, а с анода снимается импульс напряжения, свидетельствующий о регистрации кванта.

Фотоны проникают в счетчик через входное окно, и эффективность регистрации (несколько процентов) определяется прозрачностью окна

и вероятностью поглощения в газе счетчика. Так, счетчик, наполненный окисью азота NO, с окном из LiF чувствителен к излучению с λ = 1050 – 1340 Å; окно из CaF_2 при том же наполнении соответствует диапазону λ = 1225 – 1340 Å [28]. Полезная площадь счетчика определяется площадью входного окна и составляет не более нескольких квадратных сантиметров. Импульсы, снимаемые со счетчика Гейгера, не несут информации об энергии зарегистрированного фотона, и поэтому грубый анализ спектра излучения производится установкой нескольких детекторов с различными наполняющими газами и окнами, а также введением в поле зрения дополнительных фильтров.

В диапазоне 100 – 3000 Å находят применение и другие типы приемников – ионизационные камеры, фотодиоды, приборы с зарядовой связью и т.д.

Читатели, интересующиеся этими вопросами более подробно, могут найти необходимую информацию в обзорах [29, 30].

§ 5. Телескопы, спектрометры и спектрографы для ультрафиолетовых наблюдений Солнца

В настоящее время для внеатмосферных исследований Солнца используются зеркальные телескопы диаметром до 30 см. Угловое разрешение по диску Солнца в ультрафиолетовом диапазоне доведено до 1″, а спектральное – до 0,01 Å. При длительных наблюдениях с борта КА и увеличении времени экспозиции особую важность начинают приобретать точность стабилизации инструмента, юстировка оптической системы, а также борьба с деградацией покрытий оптических элементов под воздействием мощного потока солнечной ионизующей радиации и атмосферы КА. Большое значение для нормальной работы имеет также предотвращение попадания солнечного длинноволнового излучения внутрь прибора и связанных с этим тепловых деформаций.

1. *Баллонный солнечный телескоп на спектральной линии* MgII. Сведения о некоторых солнечных ультрафиолетовых инструментах собраны в табл. 11. Одним из первых был создан телескоп для наблюдений Солнца в весьма важных для астрофизики линиях MgII λ = 2795,5 и λ = 2802,7 Å (расположенных в ближнем ультрафиолетовом диапазоне), разработанный в Лаборатории физики звезд и планет во Франции. Так как телескоп работал на баллонных высотах, где пропускание солнечного излучения с $\lambda > 2500$ Å увеличивается с ростом длины волны, то была необходима тщательная защита от рассеянного света. Для этого была применена схема с тремя решетками (рис. 72). Щель спектрографа установлена в фокусе кассегреновского телескопа. После отклонения двумя плоскими зеркалами вогнутая решетка, работавшая в первом порядке, осуществляла коллимацию пучка на вторую (плоскую) решетку. Штрихи на плоской решетке были перпендикулярны штрихам первой решетки. Плоская решетка работала в пятом порядке с теоретическим разрешением $\lambda/\Delta\lambda$ = = 300 000. Третья решетка (вогнутая) фокусировала лучи в плоскости камеры; штрихи третьей решетки были параллельны штрихам второй.

У такой системы при угловом разрешении в 1″ разрешение по спектру должно было составлять 10^{-2} Å. Но из-за того, что точность стабилизации во время наблюдений поддерживалась на уровне ±3″ (вместо 1″), реально достигнутое разрешение составляло 25 мÅ (точное гидирование производилось вторичным зеркалом с помощью сервосистемы с датчиками солнечного лимба) [31].

Таблица 11

Параметры ультрафиолетовых телескопов и спектрометров для наблюдений Солнца

№№	Инструмент	Спектральный диапазон, Å	Размер входной апертуры, см	Относительное отверстие	Используемые решетки	Спектральное разрешение, Å	Угловое разрешение, секунды дуги
1	Баллонный спектрограф на линии Mg II	λ 2800	15	1 : 2	1. Вогнутая 915 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ =150 см 2. Плоская 1200 штр/мм 3. Вогнутая 1200 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 100 см	0,03	3
2	Ракетный эшеле-спектрограф	1200–2000	5	1 : 1	1. Эшеле 73 штр/мм 2. Вогнутая 1200 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 100 см	0,01–0,02	8
3	Хромосферный спектрограф (ОКС "Скайлэб")	970–3940	55 X 120	f = 1 м	1а. Вогнутая 300 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 50 см (970–1970 Å) 1б. Вогнутая 150 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 50 см (1940–3940 Å) 2. Вогнутая 600 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 200 см	0,05–0,1	2 X 60

4	ОСТ (ОКС "Салют-4")	900–1400	28	1 : 9	1. Вогнутая 1200 штр/мм, $R_{крив}$ = 100 см 2. Вогнутая 2400 штр/мм, $R_{крив}$ = 50 см	0,3	3–5
5	Ультрафиолетовый спектрометр (СММ)	1150–3600	12,5	1 : 15	Плоская 3600 штр/мм	0,02–0,04	< 2
6	Спектрогелиометр (ОКС "Скайлэб")	300–1350	18	1 : 12,5	Вогнутая 1800 штр/мм, $R_{крив}$ = 50 см	1,6	5
7	Бесщелевой спектрограф (ОКС "Скайлэб")	170–630	12	1 : 17	Вогнутая 3600 штр/мм, $R_{крив}$ = 400 см	1,6	3–5
8	Телескоп косого падения (ОСО-7)	170–400	5	1 : 17	Вогнутая 1150 штр/мм, $R_{крив}$ = 100 см	1	20
9	ГРИСТ ОКС "Спейслэб" (проект)	90–1700	240	1 : 17	а. Вогнутая 1200 штр/мм, $R_{крив}$ = 300 см (90–1500 Å, косое падение) б. Тороидальная 3600 штр/мм, $R_{крив}$ = 200 см (300–1700 Å, нормальное падение)	$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} \sim 10^5$	1

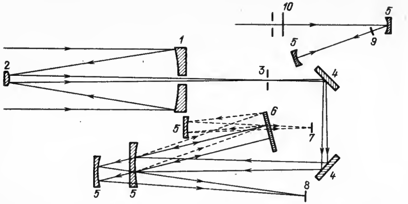


Рис. 72. Схема баллонного солнечного спектрографа для наблюдений в линии MgII. *1* — Главное зеркало, *2* — вторичное зеркало, *3* — щель спектрографа, *4* - плоские зеркала, *5* — вогнутые решетки, *6* — плоская решетка, *7* — фокальная плоскость линии K CaII, *8* — фокальная плоскость линий MgII, *9* — фокальная плоскость калибровочного спектра, *10* — ступенчатый ослабитель.

Для сравнения интенсивностей линий MgII и линии K CaII (λ = 3934 Å) от наблюдаемых участков диска использовались те же первая и вторая решетки, но излучение третьего порядка от плоской решетки направлялось на дополнительную вогнутую решетку, обеспечивавшую разрешение 0,08 Å.

Фотометрическая калибровка пленки, используемой для регистрации спектрограммы, проводилась по прямому пучку от Солнца, проходившему через отдельную щель, в которую был вставлен пятиступенчатый ослабитель. Таким образом, после отражения от двух вогнутых решеток калибровочный спектр с пятью градациями по яркости регистрировался на той же пленке, что и основные спектры.

При наблюдениях с этим инструментом в 1963 — 1970 гг. были впервые зарегистрированы детали тонкой структуры линий MgII и определен характер изменения интенсивности этих линий от центра к краю солнечного диска.

2. *Ракетные солнечные телескопы.* Для наблюдения с ракет "Аэроби" в области ближнего ультрафиолетового и видимого излучения λ = = 2000–4000 Å в Морской исследовательской лаборатории (США) был изготовлен спектрограф, где двойное диспергирование обеспечивалось призмой и эшеле. Разрешение эшеле составляло 0,03 Å [32].

Использование эшеле в спектральных приборах обеспечивает высокое разрешение в большом диапазоне длин волн и компактность оборудования. Так, при λ ≈ 2000 Å теоретическое разрешение эшеле может достигать 10^6. Но в реальных условиях разрешение определяется многими причинами — качеством изображения, шириной входной щели спектрографа, эффектами тепловых деформаций инструмента, размером зерен фотоэмульсии и т.д., так что практически разрешение не превышает 10^5.

Что касается далекого ультрафиолетового диапазона, где невозможно использование призм, то для разделения порядков эшеле в таких спектрографах обычно используются дифракционные решетки. Так, для исследований спектра излучения диска Солнца в диапазоне 1200 — 2000 Å в Кал-

хэмской лаборатории (Англия) был построен спектрограф с двойным отражением от эшеле и дифракционной решетки с перекрывающимися дисперсиями (рис. 73). Спектрограф был установлен вдоль оси ракеты "Скайларк". Дисперсия эшеле составляла 0,6 Å/мм, а дисперсия дифракционной решетки — 16 Å/мм [33].

3. *Орбитальный солнечный телескоп (ОСТ) станции "Салют-4".* В 1975 г. на космической станции "Салют-4" наблюдения активных образований на Солнце в далекой ультрафиолетовой области 900 — 1400 Å проводились орбитальным солнечным телескопом ОСТ с дифракционным спектрографом. Оптическая схема телескопа представлена на рис. 74. Телескоп был размещен в отсеке научной аппаратуры станции. Подвижное плоское следящее зеркало направляло солнечные лучи на главное зеркало — внеосевой параболоид, которое строило изображения Солнца на входной щели спектрографа шириной 0,05 мм (4″ по углу) или 0,5 мм (40″) и длиной 6 мм (8′) [34]. Спектрограф был построен по видоизмененной схеме Уодсворта и состоял из двух вогнутых дифракционных решеток с перпендикулярными направлениями дисперсии: в фокусе первой решетки находилась входная щель. После отражения от второй вогнутой решетки на фотопленке регистрировался стигматический спектр с дисперсией в 16 Å/мм.

Для повышения коэффициента отражения в коротковолновой области $\lambda \approx 900$ Å решетки были покрыты слоем Al + Ge + ZnS. На главном зеркале имелось покрытие из Ge + ZnS, и на следящем — Al + LiF + MgF. Такие покрытия зеркал были выбраны с учетом того, что у ZnS резко уменьшается коэффициент отражения при $\lambda > 1500$ Å. Это хорошо для уменьшения рассеянного света в спектрографе, но плохо для системы визуального контроля ориентации и фотогидов, которые используют видимое излучение после отражения зеркалами.

С помощью подвижного следящего зеркала изображение Солнца ориентировалось на щели спектрографа таким образом, чтобы выбранное активное образование попадало на щель; для наведения и стабилизации телескопа с нужной точностью использовалась многоступенчатая система с применением датчиков грубой и точной ориентации [35]. Экипаж станции осуществлял вручную поиск активной зоны на Солнце и совмещение с ней входной щели, а стабилизация оси телескопа выполнялась автоматически с использованием теневого датчика точной ориентации, принцип работы которого описан в гл. 1.

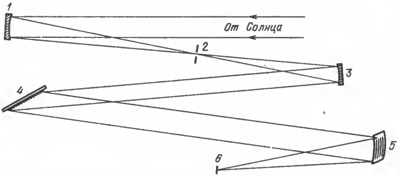


Рис. 73. Схема ракетного эшеле-спектрографа. *1* — Собирающее зеркало, *2* — щель, *3* — коллиматор, *4* — эшеле, *5* — дифракционная решетка, *6* — фотопленка.

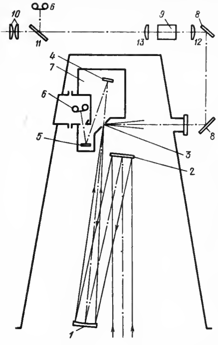


Рис. 74. Схема орбитального солнечного телескола на "Салют-4". *1* — Главное зеркало, *2* — следящее зеркало, *3* — входная щель слектрографа, *4* и *5* — дифракционные решетки, *6* — кассеты с фотопленкой, *7* — корлус слектрографа, *8* — плоские зеркала, *9* — фильтр H_α, *10* — окуляр, *11* — полупрозрачное зеркало, *12* — длиннофокусный объектив, *13* — фокусирующая линза.

Система визуального контроля ориентации использовала изображение Солнца, отраженное от зеркальных щечек щели, которое системой плоских зеркал направлялось в иллюминатор и после прохождения через длиннофокусный объектив, интерференционно-поляризационный фильтр, выделявший линию H_α, и фокусирующую линзу попадало на плоское полупрозрачное зеркало, откуда направлялось в окуляр оптического визира и на фоторегистратор. Экипаж также мог приводить фокусировку телескопа перемещением главного зеркала.

За время работы первой и второй экспедиций на станции "Салют-4" (космонавты А.А. Губарев, Г.М. Гречко, П.И. Климук и В.И. Севастьянов) было получено более 600 спектрограмм флоккулов, протуберанцев, пятен и других образований. Пример полученных спектров приведен на рис. 75. По спектрограммам были исследованы 145 змиссионных линий, в частности, в переходной области между хромосферой и короной над флоккулами были зарегистрированы скорости газа, превышающие 50 км/с.

4. *Ультрафиолетовые телескопы ОКС "Скайлэб" и СММ.* На платформе АТМ орбитальной станции "Скайлзб" было установлено несколько ультрафиолетовых инструментов, в частности, щелевой ультрафиолетовый спектрограф, разработанный Морской исследовательской лабораторией США, для регистрации спектров отдельных активных областей хромосферы в диапазоне 970 — 3970 Å [36] (прототипы всех инструментов ОКС "Скайлзб" использовались в ракетных полетах и устанавливались на ИСЗ серии ОСО). Спектрограф был выполнен по схеме двойной дисперсии, причем предварительный монохроматор из двух решеток выделял участок спектра 970 — 1970 Å или 1940 — 3940 Å для окончательной дисперсии на третьей вогнутой решетке. Программа фотографирования спектров была составлена таким образом, что динамика развития вспышки могла быть исследована с разрешением по времени до 0,2 с.

Следующим зтапом в развитии наблюдений Солнца в далеком ультрафиолетовом диапазоне в плане повышения углового и спектрального разрешения, увеличения количества исследуемых линий и физических характеристик различных образований солнечной атмосферы был ультрафиолетовый спектрометр-поляриметр спутника СММ (прототип зтого инструмента функционировал на спутнике ОСО-8) [37].

В качестве питающей оптики использовался телескоп системы Грегори с эллиптическим первичным и гиперболическим вторичным зеркалами (рис. 76). В первичном фокусе была установлена диафрагма, ограничивающая поле зрения до 256″ X 256″ и пространственное сканирование внутри этого поля проводилось качанием вторичного зеркала с шагом от 1″ до 30″.

Сменные входные щели спектрометра (8 штук) имели размер от 1″ X 1″ до 15″ X 286″, что позволяло или проводить наблюдения с высоким угловым разрешением, или одновременно исследовать протяженные области (например, при изучении L_α-излучения, рассеянного в короне).

Спектрометр был построен по схеме Эберта—Фасти (ее достоинствами являются малые аберрации, большая светосила и хорошее изображение для всех длин волн) [18]. Пучок, отраженный от верхней половины сферического зеркала с фокусом 1 м, попадал на плоскую решетку и после второго отражения от зеркала — на выходную щель спектрометра.

За выходной щелью были установлены четыре ФЭУ с фотокатодами из CsI для регистрации излучения с $\lambda < 1900$ Å и один ФЭУ с CsTe фотокатодом для диапазона $\lambda > 1750$ Å. Свет попадал на ФЭУ как сразу после выходной щели, так и после отражения от одного из 15 дополнительных делителей пучка — зеркал, покрытых $Al + MgF_2$. (Большое число отражений в телескопе и спектрометре привело к низкой эффективности регистрации излучения — в среднем 0,004 по всему диапазону, что соответствовало эффективной площади регистрации всего в 0,25 $см^2$).

Разнообразие режимов работы спектрометра обусловило широкий диапазон наблюдательных возможностей.

С инструментом был состыкован бортовой процессор. Примерно 75% его памяти на 4096 8-битных слов занимали программы контроля работы различных узлов и проверки правильности передачи данных на телеметрию, а бóльшая часть оставшейся памяти была занята программой работы телескопа на текущие сутки, передаваемой с Земли.

В настоящее время для установки на ОКС "Спейслэб" разрабатывается ультрафиолетовый телескоп-спектрограф для исследований Солнца в диапазоне 1180 — 1700 Å. В качестве питающей оптики будет использоваться система Грегори с фокусным расстоянием 4,5 м и полем зрения 16′ X 16′. Угловое разрешение по диску Солнца составит 1″; спектрограф, построенный по схеме Уодсворта, обеспечит разрешение в 0,05 Å.

Наблюдения Солнца в ультрафиолетовом диапазоне при $\lambda > 1100$ Å на ОКС "Спейслэб" будут проводиться также телескопом СОТ диаметром 125 см (см. с. 136).

5. *Солнечные инструменты крайнего ультрафиолетового диапазона.* Одними из первых для наблюдений Солнца в крайнем ультрафиолетовом диапазоне ($\lambda < 1000$ Å) были приборы, в которых использовалось нормальное падение света. При этом потери света из-за малой (но не нулевой!) отражательной способности покрытий (чаще всего из золота) частично компенсировались, во-первых, мощным потоком излучения от Солнца (особенно в эмиссионных линиях, например, HeI λ 584 Å и HeII λ 304 Å), и во-вторых, уменьшением количества отражений до одного-двух, а также увеличением времени наблюдений.

Фотографирование всего диска Солнца в эмиссионных линиях диапазона λ = 170 — 630 Å на ОКС "Скайлэб" проводилось бесщелевым спектрографом [38], единственным оптическим элементом которого являлась вогнутая позолоченная решетка, дававшая налагающиеся друг на друга изображения Солнца в различных эмиссионных линиях. Размер изображений составлял 18,5 мм при дисперсии в 1 Å/мм. Решетка поворачивалась

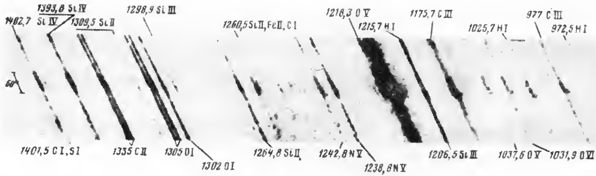


Рис. 75. Спектр солнечной вспышки ло наблюдениям с орбитальным телесколом ОСТ "Салют-4".

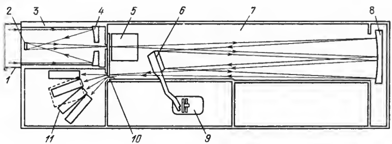


Рис. 76. Схема спектрометра-поляриметра слутника СММ. *1* — Защитная крышка, *2* — вторичное зеркало, *3* — телескоп системы Грегори, *4* — главное зеркало, *5* — поляризаторы, *6* — дифракционная решетка, *7* — спектрограф, *8* — зеркало Эберта, *9* — механизм качания решетки, *10* — выходная щель, *11* — детекторы.

в два положения — для диапазонов 170 — 335 или 320 — 630 Å. Для подавления света с $\lambda > 800$ Å перед фотопленкой был установлен тонкий алюминиевый фильтр толщиной 0,1 мкм. Входная апертура ограничивала поле зрения до 1°.

Полученные спектрограммы (рис. 77) содержали большую информацию о распределении яркости различных эмиссионных линий по диску Солнца. Например, во время регистрации вспышек в линиях FeXXIV λ = = 192 и 255 Å были обнаружены области с температурой до $2 \cdot 10^7$ К [39].

В дополнение к бесщелевому спектрографу для фотометрии шести линий спектра (OIV, MgX, CIII, OVI, HI, CII) в диапазоне 300 — 1350 Å и линии L_α на станции "Скайлэб" был установлен спектрогелиометр обсерватории Гарвардского колледжа США. Схема инструмента приведена на рис. 78. Через входную апертуру, которая вырезала участок солнечного диска размером 5′ × 5′, излучение Солнца попадало на внеосевой параболоид. Входная щель спектрометра ограничивала поле зрения до 5″ × 5″ [20], а вогнутая решетка отражала падающий пучок на семь каналовых умножителей, расположенных по роуландовскому кругу. Для повышения отражательной способности главное зеркало было покрыто иридием, а решетка — золотом.

Поворотом главного зеркала вокруг двух осей обеспечивалось растровое сканирование выбранной области, а поворотом решетки — сканирование по спектру с использованием одного или нескольких КЭУ в качестве детекторов. Выбранные для наблюдений линии позволяли детально исследовать структуру корональных дыр, пятен, активных областей с температурой от 10^4 К до $1,6 \cdot 10^6$ К.

Для крайней ультрафиолетовой области было также разработано несколько приборов, основанных на оптике и решетках косого падения. Примером такой системы является телескоп, установленный на спутнике ОСО-7, в котором отражение производится от внутренней поверхности параболоида и внешней поверхности гиперболоида [40]. Инструмент изображен на рис. 79. Преимуществом такой системы является возможность получения большого поля зрения. В частности, в данном телескопе, рассчитанном на диапазон 170 — 400 Å, максимальный угол скольжения составлял 13°, и при диаметре апертуры в 5 см площадь входного зрачка равнялась 11 см^2.

Спектр активной области Солнца в области 170 — 400 Å регистрировался тремя детекторами, расположенными на роуландовском круге радиусом 50 см. Для постоянного контроля величины потока от наблюдавшейся активной области в линии H_α излучение в нулевом порядке отражалось дополнительным зеркалом и через узкополосный фильтр направлялось в фотоумножитель.

Наблюдения Солнца проводились в двух режимах: растрового сканирования диска в линиях, определенных ориентацией выходных щелей перед детекторами, или записи спектра от некоторой активной области (сканирование по спектру осуществлялось перемещением каретки с детекторами по роуландовскому кругу).

Из проектов будущих солнечных инструментов для крайнего ультрафиолетового диапазона упомянем один: в настоящее время Европейское космическое агентство планирует выведение в составе ОКС "Спейслэб" телескопа косого падения ГРИСТ (GRIST "Grazing — Incidence Solar Telescope"). В отличие от всех ранее использованых систем, в этом телескопе (построенном по системе Уолтера II типа) не будет заполнена апертура — зеркала представляют собой 35-градусные (если отсчитывать углы вокруг оси вращения) секторы параболоида и гиперболоида, так что пло-

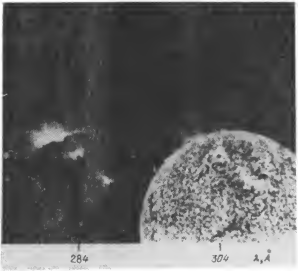


Рис. 77. Спектры Солнца, полученные бесщелевым ультрафиолетовым спектрографом. Черными точками обозначены области максимальной яркости вспышки в линиях Fe XV λ 284 Å и He II λ 304 Å.

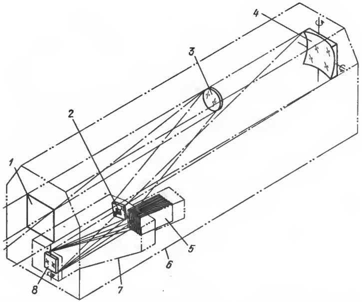


Рис. 78. Схема спектрогелиометра ОКС "Скайлэб". *1* — Входное отверстие, *2* — щель, *3* — зеркало теплозащиты, *4* — главное зеркало, *5* — детекторы, *6* — корпус инструмента, *7* — блок спектрометра, *8* — решетка.

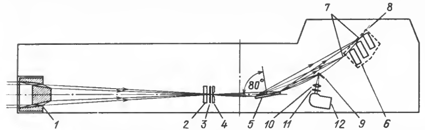


Рис. 79. Схема спектрометра спутника ОСО-7 для наблюдений Солнца в диапазоне 170–400 Å. *1* — Телескоп, *2* — теплоотражающее зеркало, *3* — диафрагма, *4* — входная щель, *5* — решетка, *6* — подвижная каретка с детекторами, *7* — границы спектра, *8* — роуландовский круг, *9* — плоское зеркало, *10* — линза, *11* — фильтр H_α, *12* — ФЭУ.

щадь входного зрачка составит около 300 см^2. Такая форма зеркал выбрана для согласования формы изображения с входным отверстием спектрометра косого падения, так как последнее имеет вид прямоугольника. Для получения спектров Солнца с высоким разрешением по всему диапазону регистрации предполагается использовать две решетки — в монтировках косого и нормального падения (см. табл. 11). При этом последняя, имея тороидальную форму, будет давать стигматичный спектр, охватывающий около 100 Å при одной ориентации решетки.

§ 6. Аппаратура для наблюдений диффузного межпланетного и межзвездного ультрафиолетового излучения

Приборы, регистрирующие диффузное ультрафиолетовое излучение, характеризуются относительно простыми оптическими схемами, большими полями зрения (порядка нескольких квадратных градусов) и, следовательно, невысокими требованиями к системам ориентации и стабилизации. Спектральное разрешение получаемых данных также не превышает ~20 Å (за исключением специальных наблюдений с применением поглощающих фильтров — кювет). Основная цель таких наблюдений — получение распределения излучения по всему небу (в широких спектральных полосах или в выбранных линиях), поэтому наиболее удобным режимом наблюдений является сканирование.

1. *Прибор УФС-1.* Одними из первых инструментов для наблюдений диффузного излучения в далеком ультрафиолетовом диапазоне вне геокороны и в атмосфере Марса были приборы УФС-1 ("Ультрафиолетовый спектрометр"), установленные на АМС "Марс-2 и 3" (см. табл. 12). В них в качестве детекторов применялись счетчики Гейгера с наполняющим газом NO и входным окном из LiF, что и определяло диапазон регистрации в 1050 — 1340 Å. При установке над счетчиком фильтра из CaF_2 полоса измерений сужалась до 1225 — 1340 Å, что позволяло при обработке данных определить поток в линии L_α. В аппаратуре имелись также счетчики для регистрации в диапазоне 1050 — 1180 Å. Механические коллиматоры ограничивали их поле зрения до 7 — 15°, а на АМС "Марс-3" один из счетчиков был расположен в фокусе кассегреновского телескопа диаметром 5 см с полем зрения в 0°,7 [42].

Аналогичные широкополосные фотометры, часто снабженные (при работе в ближнем ультрафиолетовом диапазоне) простейшей собирающей оптикой, использовались в целом ряде наблюдений с ракет, а также на ИСЗ серий "Космос", ОГО, межпланетных станциях "Венера", "Марс",

Таблица 12

Приборы для измерения диффузного ультрафиолетового излучения

№№	Название инструмента	Площадь апертуры, см²	Поле зрения, град.	Спектральный диапазон, Å	Разрешение по спектру, Å	Параметры дифракционных решеток
1	УФС-1 АМС "Марс"	0,02; 20	0,5–2,5	1050–1340	100–300	–
2	"Галактика"	40	6 × 6	1100–1400	100	вогнутая 3200 штр/мм
3	ДУМС	46	0,2 × 3	300–1660	20	вогнутая 3200 штр/мм, $R_{крив}$ = 90 см
4	Спектрометр КА "Вояджер"	24	0,1 × 1	500–1700	30	вогнутая 540 штр/мм, $R_{крив}$ = 40 см
5	Прибор с водородными и гелиевыми кюветами на КА "Прогноз"	1	2 × 3	304; 584; 1216	10^{-3}–10^{-2}	–

"Маринер" для исследований в ближнем и дальнем ультрафиолетовом диапазонах диффузного излучения в межпланетом и межзвездном пространстве. В частности, на ИСЗ "Космос-215" были установлены счетчики, аналогичные использовавшимся в приборе УФС. Кроме того, в корпусах двух идентичных телескопов с оптикой из плавленного кварца размещались ФЭУ, регистрировавшие излучение в полосах около 2275 и 2740 Å [43].

2. *Спектрометры с дифракционными решетками.* В инструментах с апертурами в десятки квадратных сантиметров при использовании дифракционных решеток достигается спектральное разрешение в десятки ангстрем (см. табл. 12). В одном из таких приборов, носившем название "Галактика" и установленном на спутнике "Прогноз-6" в 1977 г. [44], решетка была закреплена неподвижно; сканирование по спектру (с шагом 60 Å) осуществлялось перемещением входной щели. Ось прибора была противоположна направлению на Солнце, т.е. проводился осмотр неба вдоль эклиптики. Наблюдения проводились на апогейном участке орбиты вне геокороны. При сканировании по спектру за счет движения входной щели поле зрения прибора смещалось на ±1° от среднего положения, а точность ориентации КА составляла 2°. Таким образом, за один сеанс наблюдений вблизи апогея (~ 12 ч) определялся средний спектр излучения в области неба площадью около 80 кв. град.

Для регистрации солнечного излучения, рассеянного в межпланетном газе в резонансных линиях нейтральных и ионизованных водорода, гелия, кислорода и других атомов, на АМС серий "Венера" и "Марс" были установлены спектрофотометры ДУМС ("Дифракционный Ультрафиолетовый Межпланетный Спектрометр") [45]. Приборы были разработаны совместно Институтом космических исследований АН СССР и Службой аэрономии Национального центра космических исследований Франции.

Излучение через сеточный коллиматор попадало на вогнутую дифракционную решетку, в фокальной плоскости которой была размещены 10 детекторов — канальных умножителей, а ширина щелей перед детекторами

определяла спектральную полосу пропускания. Расположение щелей в плоскости дисперсии было центрировано на выбранные линии HeII λ 304 Å, HeI λ 584 Å, OI λ 736 Å, OI λ 834 Å, . . . , CI λ 1657 Å.

Решетка была покрыта слоем платины, обеспечивавшим коэффициент отражения выше 1% в регистрируемом диапазоне волн, а квантовая эффективность КЭУ снижалась от 0,1 при $\lambda < 900$ Å до 10^{-3} при $\lambda \approx 1500$ Å, и, соответственно, чувствительность прибора составляла около 0,5 имп/с на 1 рэлей у линии HeII, уменьшаясь до 10^{-3} имп/с на 1 рэлей у линии CI (1 рэлей соответствует 10^6 фотонов/(см^2 · с) со всей сферы, т.е. с 4π стерадиан).

Приборы такого же типа были установлены на борту КА серий "Маринер" и "Вояджер". Так, в ультрафиолетовом спектрометре АМС "Вояджер" в качестве детектора использовалась двухкаскадная микроканальная пластина с общим коэффициентом усиления около 10^6, установленная в фокальной плоскости решетки [46]. Спектр в первом порядке отражения имел длину 13 мм, и для его регистрации за микроканальной пластиной была установлена полоска из 128 анодов. Такой инструмент обладал исключительно малым темновым током — около $3 \cdot 10^{-3}$ имп/с на один анод.

При регистрации рассеянного в атмосферах планет (Юпитера, Сатурна и их спутников) излучения реальное спектральное разрешение ультрафиолетового спектрометра "Вояджер" определялось шириной поля зрения вдоль дисперсии (0°,1) и составляло 33 Å. Так как квантовая эффективность регистрации излучения каналтронными устройствами падает ниже 1% при $\lambda \gtrsim 1200$ Å, то для повышения эффективности в данном приборе перед той частью детектора, которая регистрировала длинноволновое излучение, была установлена пластинка из MgF_2, нижняя поверхность которой была покрыта слоем CuI, служившим фотокатодом. Это примерно на порядок повысило эффективность при $\lambda \approx 1500$ Å. Максимальная чувствительность спектрометра составляла около 0,1 имп/(с · рэлей) при $\lambda \approx 700$ Å.

3. *Аппаратура с поглощающими кюветами.* Невысокое спектральное разрешение приборов, описанных выше, не позволяет во время наблюдений получить какую-либо информацию о профилях регистрируемых эмиссионных линий. В то же время решение многих астрофизических задач невозможно без таких данных. Примером является определение параметров межзвездного газа, через который движется Солнечная система, по наблюдениям резонансно рассеянного на атомах этого газа солнечного излучения. В этом случае ширина рассеянной линии $\Delta\lambda_E$ определяется тепловой скоростью рассеивающих атомов:

$$\Delta\lambda_E = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT_E}{m}}, \qquad (4.4)$$

где T_E — температура межзвездного газа. Так как Солнце движется относительно межзвездной среды, то имеет место доплеровский сдвиг линии

$$\Delta = \frac{\lambda_0 v_r}{c}, \qquad (4.5)$$

где v_r — проекция скорости рассеивающих атомов на луч зрения. При $T_E \approx 10^4$ К и $v_r \approx 20$ км/с величины $\Delta\lambda_E$ и Δ составляют около 0,1 Å.

Наблюдения рассеянного на атомах межзвездного газа солнечного ультрафиолетового излучения в линиях L_α водорода и линиях HeI 584 Å,

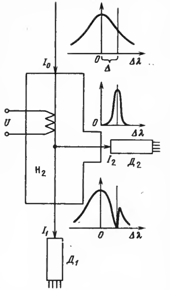


Рис. 80. Схема прибора с водородной кюветой. $Д_1$ и $Д_2$ — детекторы, I_0 — интенсивность в линии L_α на входе в кювету, $\Delta\lambda$ — отклонение от центра профиля линии, Δ — доплеровский сдвиг, I_1 и I_2 — интенсивности, регистрируемые детекторами $Д_1$ и $Д_2$, U — напряжение накала.

HeII 304 Å проводились с помощью поглощающих водородных и гелиевых кювет на ряде КА типа ОГО, "Прогноз", "Венера", "Марс", КК "Аполон" во время совместного полета ЭПАС в 1975 г., и на ракетах. Схема такого прибора, установленного на КА "Прогноз" и других, приведена на рис. 80 [22]. Регистрируемый поток проходил через кювету, заполненную молекулярным водородом, прозрачным к излучению в линии L_α. В время измерений при включении нити накала температура кюветы повышалась до $T_c = 300$ K, часть молекул диссоциировала, и атомы водорода начинали эффективно рассеивать излучение, в результате чего боковой детектор $Д_2$ регистрировал рессеянные в кювете фотоны с длиной волны λ_0. Ширина линии при этом составляла $\Delta\lambda_c \approx 0{,}01$ Å, что и определяло спектральное разрешение в линии L_α. (Для линии HeII 304 Å величина $\Delta\lambda_c$ составляла около 10^{-3} Å).

Детектор $Д_1$, установленный "снизу" кюветы, при включенной нити накала регистрировал полный поток в линии L_α на входе прибора, за вычетом узкой линии поглощения в самой кювете. В качестве детекторов использовались счетчики фотонов, ФЭУ и каналовые умножители. Давление газа (около 1300 Па) и высота кюветы (6 см) подбирались таким образом, чтобы при включенной нити накала оптическая глубина поглощения составляла примерно 10. При этом главным измеряемым параметром являлся так называемый фактор редукции FR — отношение сигналов на детекторе $Д_1$ при включенной и выключенной нити накала. В свою очередь, величина FR зависит от температуры T_E рассеивающих межзвездных атомов и проекции скорости v_r.

На АМС "Венера", "Марс" и КА "Прогноз-5, 6" кюветы ориентировались под разными углами к оси вращения КА, направленной на Солнце, и таким образом сканировали небо по большим и малым кругам [22]. При обработке наблюдений измеренные значения величин FR сравнивались с теоретическими для различных параметров межзвездного водорода, проникающего в Солнечную систему. По измерениям с гелиевыми кюветами была определена плотность атомов гелия в межзвездном газе — $n_{He} \approx 0{,}01\ см^{-3}$.

При таком методе измерений возможна также раздельная регистрация излучения линий L_α водорода ($\lambda = 1215{,}7$ Å) и дейтерия ($\lambda = 1215{,}4$ Å). Так, на АМС "Венера-9, 10" и "Марс-4, 5" в состав аппаратуры входили также кюветы с дейтерием. В частности, по данным, полученным с дейтериевых кювет, был сделан вывод о том, что в верхней атмосфере Венеры количество дейтерия составляет менее 1% от водорода.

Перейдем теперь к наблюдениям звезд и галактик в ультрафиолетовом диапазоне.

§ 7. Звездноастрономические наблюдения в ближнем и далеком ультрафиолетовых диапазонах

В современных внеатмосферных ультрафиолетовых телескопах используется оптика диаметром 50–80 см. Методы контроля чистоты обработки поверхности зеркал и технология нанесения тонких отражающих покрытий, а также тщательный контроль условий работы телескопа в космосе позволяют уменьшить размер кружка изображения точечного объекта до 0,3 — 1″ (что примерно на порядок хуже дифракционного разрешения в ультрафиолетовом диапазоне).

Параметры некоторых телескопов и спектрометров, разработанных для звездноастрономических наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне, приведены в табл. 13.

1. *Фотометрические исследования.* Одними из первых приборов, использовавшихся для фотометрии звезд со спектральным разрешением около 100 Å, являлись ФЭУ, помещенные в фокусе рефракторов. Так, на спутнике "Космос-215" интерференционные фильтры определяли длину волны излучения (λ = 2275 Å и λ = 2740 Å) и ширину спектрального диапазона [43]. Обзор неба на этих длинах волн проводился со скоростью ~ 0,2 град/с. По этим наблюдениям была проведена ультрафиолетовая фотометрия нескольких десятков звезд.

а) И н с т р у м е н т ы о б с е р в а т о р и и ОАО-2А. Одним из первых специализированных спутников для массовой высокочувствительной фотометрии звезд в диапазоне $\lambda \geqslant 1000$ Å была обсерватория ОАО-2А, на которой были установлены два ультрафиолетовых инструмента. Один из них, под названием "Селескоп" ("Celescope"), разработанный Смитсонианской астрофизической обсерваторией, предназначался для обзора неба в четырех фотометрических полосах и представлял собой четыре идентичных телескопа системы Шварцшильда, которую отличают компактность (длина данного инструмента всего в два раза превышает диаметр главного зеркала) и хорошее качество изображения — точечные источники изображались кружками диаметром 50 мкм (16″). Недостатком же системы Шварцшильда является значительное экранирование вторичным зеркалом главного (примерно 30% площади).

В фокальной плоскости телескопов были установлены видиконные камеры; диапазоны регистрируемых длин волн определялись спектральной чувствительностью материалов фотокатодов камер и полосой пропускания фильтров и составляли 1100–2100, 1300–2100, 1000–3200 и 2100–3200 Å. Наблюдения проводились в режиме трехосной ориентации и стабилизации с точностью до 30".

Так как для достижения заданной чувствительности получаемая разрешающая способность за время наблюдения одного источника (несколько минут) не должна была быть хуже ± 45", следовательно, размытие изображения из-за перемещения деталей оптической схемы должно было составлять менее 30". При этом расчетные допуски на перемещения вдоль оптической оси находились в пределах около 6 мм, перпендикулярно оси — 0,4–1,3 мм и на наклоны — до 3′. Продольное смещение вторичного зеркала до 2–3 мм могло быть компенсировано движением приемной пластины телевизионной камеры. Чтобы эта компенсация происходила при колебаниях температуры в полете, для материалов опор вторичного зеркала и телевизионной трубки были подобраны сплавы с соответствующими коэффициентами теплового расширения. Такая система обеспечивала заданное качество изображения при изменении температуры на ±15° от номинального значения.

Таблица 13

Инструменты для звездноастрономических наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне

№№	Название	Год запуска	Диаметр, см	Относительное отверстие	Поле зрения
1	"Космос-215"	1968	2 X 5	1 : 3,6	1°
2	ОАО-2А. "Селескоп"	1968	4 X 30	1 : 2	3°
	"WEP"		4 X 20	1 : 4	2'–10'
			40	1 : 2	10'–30'
			2 X 20	1 : 4	2'–8'
3	АНС	1974	22,5	1 : 6,6	1,5°
4	Электронографическая камера "Аполлон-16"	1972	7,5	1 : 1	20°
5	Камера Шмидта ОКС "Скайлэб"	1973	5	1 : 1,5	6°
6	"Орион-2" КК "Союз-13"	1973	32	1 : 3	22°
7	Ультрафиолетовый спектрограф ОКС "Скайлэб"	1973	15	1 : 3	5°
8	ТД-IA	1972	22	1 : 5	10' X 50'
9	ОАО-3 "Коперник"	1972	80	1 : 20	0,3"–1,2"
10	МУЕ	1978	45	1 : 15	16'
11	СТ (проект)	1986?	240	1 : 24	15'
12	"Старлэб" (проект)	1985?	100	1 : 15	0,5°
13	"Магеллан" (проект)	–	40	1 : 4,5	15' X 30'
14	Телескоп крайнего ультрафиолетового диапазона ЭПАС	1975	37		2° – 4°
15	ЕУВЕ (проект)	–	40		5°

Примечание: ШФ — широкополосные фильтры, ИФ — интерференционные фильтры, ДР — дифракционная решетка, ОДР — объективная дифракционная решетка, Э — эшеле, ОП — объективная призма

Инструмент "Селескоп" удовлетворительно работал на орбите более полутора лет.

В отличие от регистрации изображений звездных полей, проводившейся в этом телескопе, второй инструмент — "WEP" (разработанный в Висконсинском университете и поставленный на обсерватории ОАО-2А) предназначался для наблюдений индивидуальных источников ультрафиолетового излучения в диапазоне $\lambda = 900–4200$ Å, а также для измерения интенсивности линий в диффузных объектах. Прибор состоял из нескольких независимых инструментов с простейшей оптикой. В четырех из них (звездных фотометрах) собирающим элементом являлся внеосевой параболоид, в фокусе которого были укреплены ФЭУ. Поле зрения ограничивалось диафрагмами до 2' или 10' [52]. Диапазон регистрации каждого фотометра определялся фотокатодом ФЭУ и сменными фильтрами, так что наблюдения проводились в 12 спектральных диапазонах.

В небулярном фотометре использовался осевой параболоид диаметром 40 см и фокусным расстоянием в 80 см; фильтры выделяли четыре полосы $\lambda = 2000, 2500, 2850$ и 3300 Å (см. табл. 13).

При фотометрических наблюдениях в ультрафиолетовом диапазоне одной из проблем является точная калибровка инструментов и приемников

Спектрометрическое оборудование	Полоса регистрации, Å	Спектральное разрешение, Å	Угловое разрешение	Чувствительность, зв. вел.
ШФ	2300–2700	110–120	–	5
ШФ	110–3200	800–1600	30″	8
ШФ	900–4200	300	–	12–13
ШФ	2000–3300	300	–	
ДР 300 штр/мм	1050–3600	10–20	–	6
ДР	1500–3300	100–200	2,5′	11
ОДР 1200 штр/мм	500–1700	30–40	2′–4′	6–8
ИФ	2575	350	7′	12
ОП	2000–5000	8–28	5″	13
ОП	1300–5000	2–40	15″	
ДР 1200 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = 60 см	2000–3000	2	–	5–6
ДР 2400 штр/мм, $R_{\text{крив}}$ = = 100 см	700–3000	0,05–0,4	0,3″	7,5
Э 100 штр/мм + ДР 313 штр/мм	1150–3200	0,2	3″	17
Э 63 штр/мм + ДР 200 штр/мм				
	>1150	0,01	0,1″	29
	>900		0,3″	25–26
ОДР 3600 или 500 штр/мм	300–1800	0,03	–	18,5
ШФ	50–1540	100–400	–	11,5
ШФ	100–1000	100–400	6′	19

излучения, так как коэффициенты отражения оптики и эффективности фотокатодов, во-первых, изменяются от одного телескопа к другому и, во-вторых, ухудшаются с течением времени при длительной работе в космосе. Кроме того, если полоса регистрируемых длин волн определяется широкополосными фильтрами и границами чувствительности фотокатодов, то окончательная зависимость эффективности регистрации от длины волны имеет обычно сложную форму с "размытыми" границами, что естественным образом затрудняет интерпретацию результатов, полученных на разных КА. Точность наземных методов абсолютной калибровки по потоку обычно не превышает 10%. Для калибровки в космосе могут использоваться как "внутренние" источники излучения, т.е. находящиеся на борту, так и "стандартные" звезды. Поэтому на орбиту были выведены несколько телескопов для точной фотометрии источников в разных участках далекого ультрафиолетового диапазона.

б) Ультрафиолетовый спектрофотометр спутника ТД-1А. В спектрофотометре спутника ТД-1А пучок света, после прохождения собирающей оптики, падал на дифракционную решетку и, отразившись от нее, попадал на три ФЭУ, расположенные вдоль дисперсии так, что излучение регистрировалось в трех полосах с центрами на длинах волн в 1550,

1950 и 2550 Å. При этом диафрагмы шириной по 1 мм, расположенные перед ФЭУ, определяли полосу регистрации в 30–40 Å. Для сканирования по спектру (в пределах ± 200 Å) использовалось прохождение источника через поле зрения, ограниченное фокальной диафрагмой до 12′ — поле зрения было направлено в зенит, и скорость сканирования по небу составляла 4 град/мин.

Спутник ТД-1А был разработан в странах — членах Европейского космического агентства, а спектрофотометр был создан в Бельгии и Англии. При наблюдениях этим телескопом получен большой объем спектрофотометрических данных о более чем 30000 звезд до 9^m.

в) Т е л е с к о п И С З А Н С. Высокочувствительный инструмент голландского спутника АНС [48] был предназначен для точной фотометрии большого числа слабых объектов в полосах вблизи длин волн λ = 1500, 1800, 2200, 2500 и 3295 Å с целью классификации источников и создания фотометрической системы в далеком ультрафиолетовом диапазоне.

Инструмент состоял из телескопа (системы Ричи—Кретьена) и спектрометра, в который направлялось излучение из телесного угла 2′,5 × 2′,5, вырезаемого отверстием в зеркале, расположенном в фокусе телескопа. Такое малое поле зрения существенно снижало фон неба и способствовало повышению чувствительности прибора.

Излучение, прошедшее через входную апертуру спектрометра (рис. 81), попадало на вогнутое сферическое коллиматорное зеркало. Отраженный от зеркала параллельный пучок падал на вогнутую дифракционную решетку и затем проходил через выходные щели спектрометра, расположенные на фо-

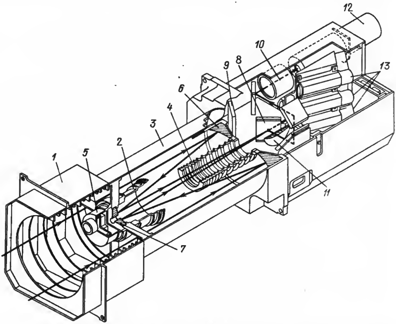


Рис. 81. Схема ультрафиолетового телескопа на спутнике АНС. *1* и *3* — Детали конструкции трубы телескопа, *2* и *4* — защитные бленды от рассеянного света, *5* — датчик ярких объектов, *6* — главное зеркало, *7* — вторичное зеркало, *8* — плоское зеркало с входной апертурой спектрометра, *9* — решетка, *10* и *11* — система линз звездного датчика, *12* — звездный датчик, *13* — фотоумножители.

кальной поверхности решетки. Спектральный интервал регистрации определялся шириной щели.

Для сглаживания неравномерностей чувствительности по поверхности фотокатодов ФЭУ перед каждым детектором была установлена линза поля, строившая изображение входного зрачка телескопа на всей поверхности фотокатода. В этом случае на чувствительность ФЭУ не влияют небольшие отклонения оптической оси от направления на исследуемый объект.

Наблюдения источников ультрафиолетового излучения на спутнике АНС проводились в режиме трехосной ориентации, причем спутник был постоянно ориентирован одной осью на Солнце, так что наблюдениям были доступны объекты, расположенные вблизи большого круга, перпендикулярного этой оси.

Для обеспечения заданной чувствительности ультрафиолетового спектрометра особое внимание было уделено защите от рассеянного излучения — выбору длины и формы защитных бленд, лакокрасочных покрытий всех металлических деталей и т.д. Эти меры привели к тому, что рассеянный свет ослаблялся более чем в $5 \cdot 10^7$ раз и соответствовал фону примерно в 18^m/(секунд дуги)^2 (что все-таки было в 300 раз интенсивнее, чем фон неба). Датчик ярких объектов с полем зрения в 35° выдавал команду на закрытие апертуры телескопа при попадании в его поле зрения освещенной Солнцем стороны Земли и других ярких объектов. За время работы спутника АНС получены высококачественные фотометрические данные более чем о 4000 объектах.

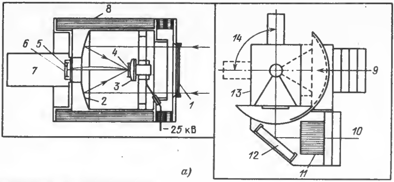
Для получения изображений больших — в сотни квадратных градусов — областей неба в широких спектральных окнах, составляющих сотни ангстрем, было разработано несколько вариантов электронографических камер, в которых использовались телескопы системы Шмидта. В качестве коррекционных пластин таких телескопов в далекой ультрафиолетовой области спектра используются такие материалы, как LiF (см. табл. 10), что ограничивает входную апертуру телескопов до нескольких сантиметров.

г) Камеры Шмидта КК "Аполлон-16" и ОКС "Скайлэб". В 1977 г. во время экспедиции КК "Аполлон-16" на поверхности Луны была установлена электронографическая камера (рис. 82,*а* и *б*) для наблюдений земной атмосферы, геокороны и для картографирования неба в диапазоне λ = 500—1700 Å [49]. В камере использовались коррекционные пластины из LiF (λ_{min} = 1050 Å) и CaF_2 (λ_{min} = 1225 Å), что позволяло определить вклад в регистрируемое излучение от линии L_α водорода.

В фокальной плоскости зеркала был установлен фотокатод из KBr и выбиваемые фотоэлектроны фокусировались на электронографическую пленку. Полная квантовая эффективность регистрации составляла около 0,06. Длинноволновая граница регистрации излучения фотокатодом составляла 1600 Å, что существенно уменьшало эффективность регистрации рассеянного длинноволнового излучения. Для предохранения пленки от прямого видимого излучения перед ней была установлена мембрана из майлара толщиной 2 мкм.

Угловое разрешение камеры изменялось от 2′ в центре поля до 4′ на краю из-за нарушения электронной фокусировки при передаче изображения с фотокатода сферической формы на плоскую пленку.

За время пребывания экспедиции КК "Аполлон-16" на Луне были получены изображения 11 участков неба, в сумме по площади составившие около одного стерадиана, что в дальнейшем послужило материалом для составления каталога 400 источников излучения в далеком ультрафиолетовом диапазоне [50]. Аналогичная камера использовалась и на ОКС "Скайлэб". Фотографирование неба в полосе около 2575 Å производилось там и другой



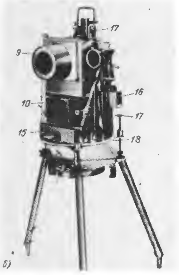


Рис. 82. Схема (*а*) и общий вид (*б*) электронографической камеры, установленной на Луне. *1* — Коррекционная пластина, *2* — главное зеркало, *3* — фотокатод, *4* — оптическое изображение, *5* — электронное изображение, *6* — мембрана, *7* — кассета с электронографической пленкой, *8* — фокусирующий магнит, *9* и *10* — входные отверстия при получении изображений и спектров, *11* — коллиматор, *12* — решетка, *13* — корпус камеры, *14* — угол разворота при переходе к регистрации спектров, *15* — блок питания, *16* — блок управления и контроля, *17* — нивелировочные винты, *18* — азимутальный круг.

электронографической камерой, в которой на зеркала были нанесены многослойные четвертьволновые покрытия, служившие интерференционным фильтром, так что полоса регистрации составляла около 350 Å. За время работы ОКС "Скайлэб" были получены снимки 34 полей, по которым проведен фотометрический анализ более 3000 звезд ярче 12^m.

Для выполнения наблюдений камеры Шмидта ОКС "Скайлэб", находившиеся в рабочем отсеке станции, устанавливались в специальную открытую шлюзовую камеру.

2. *Спектроскопия в ультрафиолетовой области спектра.* Для массовой спектроскопии источников ультрафиолетового излучения с разрешением до нескольких ангстрем были разработаны телескопы с объективными призмами и решетками. Первый телескоп с объективной призмой — "Орион" — работал в составе ОКС "Салют" в 1971 г.

а) Телескоп "Орион-2". Телескоп "Орион-2", установленный на корабле "Союз-13", представлял собой кассегреновский вариант системы Максутова, в котором излучение проходило сквозь объективную призму с углом 4° [51]. Схема и общий вид телескопа показаны соответственно на

рис. 83, *а* и *б*. Выбранная оптическая система давала высококачественное ахроматическое изображение, свободное от сферической аберрации и комы в широком поле зрения. Все оптические элементы были изготовлены из кварца, чем определялась коротковолновая граница регистрации (λ_{min} = = 2000 Å), а длинноволновая – пределом чувствительности фотоэмульсии (λ_{max} = 5000 Å); величина дисперсии зависела от длины волны и изменялась от 170 Å/мм при λ = 2000 Å до 550 Å/мм при λ = 3000 Å, и весь спектр звезды от 2000 до 5000 Å имел в длину 5 мм.

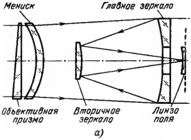
Наблюдения телескопом проводились на теневых участках орбиты. Экипаж корабля "Союз-13" (П.И. Климук, В.В. Лебедев) с помощью астроориентатора ориентировал корабль с точностью до 1° к выбранному направлению, после чего происходил захват двух опорных звезд датчиками системы точного гидирования телескопа. При поле зрения фотогидов в 3° точность автоматического гидирования составляла ± 5". За пять дней наблюдений были получены спектрограммы нескольких тысяч звезд до 13^m (в основном слабее 10^m). По звездам класса А0 (с хорошо известным распределением энергии в спектре) проводилась калибровка прибора.

б) Ультрафиолетовый спектрограф ОКС "Скайлэб". На ОКС "Скайлэб" был установлен кассегреновский телескоп с объективной призмой [36]. Перед фотопленкой шириной 35 мм, на которую регистрировались спектрограммы звезд, имелся двухлинзовый корректор поля. Материалами корректора (CaF_2 и LiF) определялась минимальная длина волны $\lambda_{min} \approx$ 1300 Å. Объективная призма обеспечивала дисперсию от 65 до 1280 Å/мм при длинах волн от 1400 до 2800 Å.

Телескоп располагался внутри рабочего отсека и был пристыкован к шлюзовой камере. Поле зрения наводилось на участки неба подвижным плоским зеркалом, установленным снаружи отсека, а управление зеркалом производилось изнутри. Во избежание засветок фотографирование проводилось только на теневой стороне орбиты.

Основная цель наблюдений состояла в получении данных о классификации звезд ранних спектральных классов, получении спектров двойных звездных систем, звезд с газовыми оболочками и туманностей.

в) Спектроскопические наблюдения электронографической камерой КК "Аполлон-16". В электронографической камере КК "Аполлон-16", описанной выше, спектры источников далекого и крайнего ультрафиолетового излучения в области $\lambda >$ 500 Å



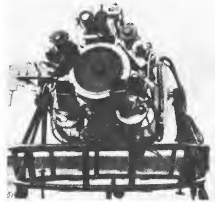


Рис. 83. Оптическая схема (*а*) и общий вид (*б*) телескопа "Орион-2".

также получались с помощью объективной решетки, для чего камера поворачивалась на 90° (см. рис. 82, *а*).

В этом режиме наблюдений регистрировались спектры объектов в поле зрения 0°, 5 X 20°.

Зеркало и решетка были покрыты рением, и при регистрации спектров минимальная длина волны составляла 500 Å. Недостатком выбранного покрытия являлось то, что у рения низка эффективность отражения при $\lambda \geqslant 1000$ Å — например, коэффициент отражения в линии L_α составляет всего 0,2 (у покрытия Al + MgF_2 — 0,8) [52].

Для обеспечения теплозащиты вся камера была покрыта золотой фольгой. Работа с камерой, перезарядка пленки и ориентация проводились вручную экипажам КК "Аполлон-16" во время пребывания на Луне.

г) Спектрометр спутника ТД-1А. Для массовой спектроскопии звезд классов от О до G с разрешением в 2 Å на спутнике ТД-1 был установлен спектрометр, созданный в Голландии, оптическая схема которого была выполнена по системе Дэлла — Киркхэма с первичным эллиптическим и вторичным сферическим зеркалами. Главное зеркало имело форму квадрата со стороной, равной 22 см (рис. 84). Стремление максимально уменьшить габариты прибора привело к размещению фокальной плоскости системы, а также спектрометрической части между зеркалами телескопа.

Система Дэлла—Киркхэма технически проще в изготовлении, чем обычные кассегреновские системы, при малом поле зрения спектрометра в первом порядке отражения отсутствуют сферическая аберрация, кома и астигматизм. Но при выбранной "ломаной" схеме для получения заданного разрешения было необходимо выдерживать строгие допуски на возможные смещения деталей телескопа и спектрометра и точность стабилизации. Так, расстояние между зеркалами выдерживалось с точностью в 10 мкм, угол наклона решетки — с точностью в 11" и точность гидирования — лучше 3".

В фокальной плоскости была расположена диафрагма, после которой коллиматорное зеркало (внеосевой параболоид) направляло параллельный поток на вогнутую дифракционную решетку с дисперсией 28 Å/мм. За ней располагались три щели шириной по 0,025 мм в направлении дисперсии, что и определяло (вместе с точностью гидирования и децентрировками системы) спектральное разрешение. После прохождения линзовой системы излучение регистрировалось тремя ФЭУ на длинах волн около 2110, 2545 и 2825 Å. Сканирование по спектру осуществлялось одновременным перемещением выходных щелей вдоль фокальной поверхности решетки; амплитуда сканирования составляла ~ 100 Å.

Спутник ТД-1 был постоянно ориентирован одной осью на Солнце, и ось, вдоль которой был установлен спектро-

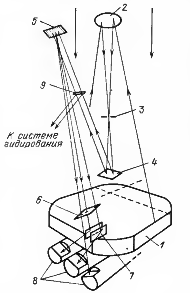


Рис. 84. Схема спектрометра спутника ТД-1А. *1* — Главное зеркало, *2* — вторичное зеркало, *3* — входная щель, *4* — коллиматорное зеркало, *5* — решетка, *6* — выходные подвижные щели, *7* — конденсорная система, *8* — детекторы, *9* — плоское зеркало.

метр, сканировала небо с периодом, равным периоду обращения объекта (скорость сканирования — около четырех градусов за одну минуту). Направление дисперсии прибора совпадало с направлением сканирования, и для обеспечения ориентации оси прибора на заданный источник в течение времени, необходимого для снятия спектра (несколько минут), прибор был укреплен на вращающейся одноосной подвеске. Для гидирования использовалось 15% света, направляемого коллиматорным зеркалом на решетку. Излучение отклонялось плоским зеркалом и после деления на две части (с каждой половины зеркала) регистрировалось двумя дополнительными ФЭУ, используемыми как датчики балансной схемы гидирования. Во время наблюдений прибор находился в "ждущем" режиме. При попадании в поле зрения достаточно яркого для наблюдений объекта включалась система гидирования, обеспечивавшая точность стабилизации вдоль дисперсии, равную ~1″, и снимался спектр. Затем снова наступал "ждущий" режим.

За время работы данным инструментом было получено несколько сотен спектров объектов до $5-6^m$.

д) Обсерватория ОАО-3 "Коперник". Большой телескоп-спектрометр, работавший на околоземной орбите в течение восьми с половиной лет, был разработан в Принстонском университете США и установлен на обсерватории ОАО-3 "Коперник" [53].

Спутник был выведен на круговую орбиту высотой 750 км в августе 1972 г. Телескоп построен по системе Кассегрена с первичным параболическим (диаметром 80 см) и вторичным гиперболическим зеркалами, но в отличие от классической схемы фокус системы располагался между зеркалами, и спектрометрическая часть, как и в телескопе спутника ТД-1, была расположена перед главным зеркалом (рис. 85). В сумме, вторичное зеркало диаметром 7,5 см и другие детали перекрывали 40% потока, падавшего на главное зеркало. Схема обеспечила большое эквивалентное фокусное расстояние (16 м) при малой длине инструмента (2,5 м).

Телескоп "Коперник" был предназначен для спектральных исследований с высоким, до 0,05 Å, разрешением узких линий в спектрах избранных ярких звезд, и прежде всего — линий межзвездного поглощения в спектрах близких звезд с целью изучения физических условий в околосолнечном пространстве. Высокое спектральное разрешение потребовало соответствующего качества поверхностей зеркал (среднеквадратичное отклонение от заданной формы после полировки и нанесения отражающих покрытий не превышало 300 Å) и точности гидирования лучше ± 0,1″, что было достигнуто использованием в системе гидирования около половины потока от наблюдаемого источника. Все отражающие элементы были покрыты слоем Al + LiF с коэффициентом отражения более 0,6 по диапазону регистрации.

В фокальной плоскости телескопа размещалась входная щель спектрометра. Длина щели соответствовала 39″, ширина могла изменяться от 0″,3 до 1″,2. Для спектрометра была выбрана монтировка Пашена—Рунге с одним отражением луча от вогнутой дифракционной решетки.

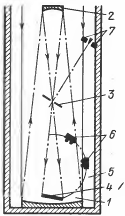


Рис. 85. Схема телескопа спутника ОАО-3 "Коперник". *1* — Главное зеркало, *2* — вторичное зеркало, *3* — входная щель спектрометра, *4* — решетка, *5* — роуландовский круг, *6* — ФЭУ, *7* — ФЭУ системы гидирования.

Приемниками излучения являлись четыре фотоэлектронных умножителя, расположенных на двух подвижных каретках, перемещавшихся по роуландовскому кругу. Детекторы регистрировали излучение в диапазоне 1480–3275 и 1640–3185 Å в первом порядке и 710–1500, 750–1645 Å во втором порядке, а ширина выходных щелей перед детекторами определяла спектральное разрешение 0,1 и 0,4 Å в первом и 0,05–0,2 Å во втором порядке. Во время работы на орбите обычно за неделю наблюдений снималось 2–3 спектра.

Излучение от краев изображения источника на входной щели спектрометра отражалось зеркальными наклонными щечками щели в систему точного гидирования (с балансной схемой), состоящую из бипризмы, набора ФЭУ, электронных схем для выработки управляющих сигналов и исполнительных элементов в системе управления вторичным зеркалом. Обычно точность гидирования по звездам ярче шестой звездной величины составляла ± 0",03 в течение 5–10 мин.

За время работы телескопа была детально исследована структура межзвездной среды, ее химический состав и физические условия. В частности, в спектрах около 30 звезд были обнаружены узкие линии поглощения O VI. Так как характерная температура образования данного иона около 10^6 K, то, следовательно, в межзвездной среде присутствует горячая компонента с такой температурой. Наличие этой компоненты подтверждается и наблюдениями диффузного фона в мягком рентгеновском диапазоне 0,1–0,3 кэВ.

Наблюдения 50 линий поглощения молекул H_2 в спектрах звезд привели к выводу о том, что половина межзвездного вещества (по массе) находится в молекулярной форме.

В спектрах нескольких звезд были обнаружены линии поглощения атомарного дейтерия (в составе молекул D_2, HD), по которым была определена плотность дейтерия. Детально исследовались белые карлики, хромосферы звезд поздних спектральных классов и т.д. По результатам наблюдений звезд ранних спектральных классов был опубликован каталог спектров 60 звезд классов O и B с разрешением 0,2 Å в диапазоне 1000–1500 Å. Для некоторых звезд построены спектры с разрешением 0,05–0,4 Å в диапазоне λ = 900–3200 Å [54].

е) Телескоп "Спика" советской автоматической станции "Астрон". 23 марта 1983 г. был выведен на орбиту ультрафиолетовый телескоп-спектрометр "Спика" диаметром 80 см. За счет размещения спектрометрической части за главным зеркалом площадь его собирающей поверхности на одну треть больше, чем у телескопа ИСЗ "Коперник".

Главное и вторичное зеркала телескопа "Спика" изготовлены из ситалла, имеют гиперболическую форму и покрыты слоем Al + MgF_2. Достоинством выбранной оптической системы является то, что при небольших наклонах вторичного зеркала в процессе гидирования изображение в центре поля получается безаберрационным.

После отражения от двух зеркал пучок света через центральное отверстие в главном зеркале и входную щель спектрометра попадает на вогнутую дифракционную решетку; спектр регистрируется тремя ФЭУ, двигающимися на каретках по роуландовскому кругу. При этом спектральное разрешение может составлять 0,4, 14 или 28 Å в диапазоне 1140–3400 Å [63]. Длительность накопления сигналов во время снятия спектров может быть выбрана в пределах от 0,5 с до десятков минут.

В процессе наблюдений телескопом "Спика" тонкое гидирование по двум координатам проводится вторичным зеркалом. Для этого после разворотов и выполнения ориентации всей станции (с точностью в нескольких

угловых минут) используется гидирование по наблюдаемой звезде с помощью звездного датчика в форме четырехгранной пирамиды, установленного в пучке света между главным зеркалом и входной щелью спектрометра и работающего по балансной схеме. При совпадении оси телескопа с заданным направлением бо́льшая часть потока от наблюдаемой звезды проходит через отверстие размером 40 мкм в вершине пирамиды и падает на решетку. При отклонении же оси от источника балансная схема вырабатывает управляющий сигнал, вызывающий компенсирующее перемещение вторичного зеркала. Точность гидирования при этом составляет 0",3 [66]. В пирамиде имеются также отверстия размерами в 0,4 мм для исследований слабых звезд и внегалактических источников и в 3 мм для наблюдений фона.

Для гидирования может быть выбрана и офсетная звезда, расположенная на расстоянии в несколько угловых минут от наблюдаемой. В этом случае изображение участка неба вокруг исследуемого источника передается специальным диагональным зеркалом в датчик положения офсетной звезды, который и вырабатывает управляющие команды.

Для отождествления звездного поля размером в 1° вокруг наблюдаемого источника рядом с основным инструментом размещен небольшой менисковый телескоп — "камера опознавания поля".

ж) С п у т н и к И У Е. В январе 1978 г. был выведен на геосинхронную орбиту и работает до сих пор совместный американо-европейский спутник ИУЕ [27]. В задачи телескопа, установленного на спутнике, входит получение с высоким разрешением спектров звезд различных классов для последующего изучения физических условий в их атмосферах и исследования динамики вещества в двойных звездных системах, получение с умеренным разрешением спектров слабых звезд, галактик, квазаров и других внегалактических объектов, а также наблюдение объектов Солнечной системы — планет и их спутников, комет, наблюдение оптических компонент рентгеновских источников, спектроскопические исследования белых карликов и т.д.

Угловой диаметр Земли с геосинхронной орбиты спутника составляет около 17°, что позволяет вести непрерывные наблюдения почти по всему небу. В то же время спутник почти всегда освещен Солнцем, и было необходимо принять меры по теплозащите элементов телескопа и подавлению рассеянного света. Для теплозащиты телескоп обтянут многослойной майларовой теплоизоляцией, а защита от рассеянного света осуществляется системой внутренних и наружных бленд. Труба телескопа изготовлена из материала с низким коэффициентом теплового расширения и в оптической схеме предусмотрена возможность фокусировки на орбите. Общий вид спутника ИУЕ приведен на рис. 20.

Инструмент построен по классической схеме Ричи—Кретьена. В фокальной плоскости установлено зеркало, наклоненное на 45°, которое отражает изображение в систему тонкого гидирования (рис. 86). В зеркале имеются несколько отверстий — входных апертур длинноволнового (1900—3200 Å) и коротковолнового (1150—1950 Å) спектрометров, которые ограничивают поля зрения до кругового (3") или эллиптического (10" × 20"). При наблюдениях спутник ориентируется так, что излучение от исследуемого источника проходит в одну из апертур. Диаметр кружка размытия точечного источника составляет 5", так что через круговую апертуру в спектрометр попадает примерно 70% света.

При наведении спутника ИУЕ на исследуемый объект излучение направляется в один из двух спектрометров, имеющих каждый свой набор входных апертур. Спектрометры работают по одинаковой схеме. На рис. 86 изображен коротковолновый спектрометр; для регистрации длинноволнового

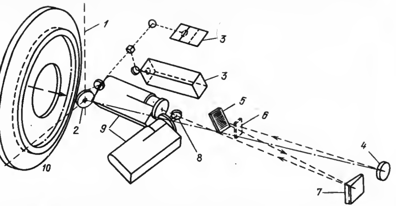


Рис. 86. Схема спектрометрической части телескопа ИУЕ. *1* — Фокальная плоскость, *2* — плоское зеркало с входными апертурами, *3* — датчики тонкого гидирования, *4* — коллиматорное зеркало, *5* — эшеле, *6* и *8* — подвижные плоские зеркала, *7* — дифракционная решетка, *9* — видиконные камеры, *10* — главное зеркало.

излучения после фокального плоского зеркала установлены два дополнительных плоских зеркала, направляющие пучок в длинноволновый спектрометр. Весь диапазон регистрации разделен между двумя спектрографами для обеспечения одинакового спектрального разрешения.

В спектрометре излучение собирается коллиматорным зеркалом и проходит двойную дисперсию при отражении от эшеле и дифракционной решетки. При использовании обеих решеток достигается наилучшее спектральное разрешение. Если же перед эшеле устанавливается плоское зеркало, то разрешение определяется только дифракционной решеткой и составляет 6 Å. Для подавления излучения, отраженного во втором порядке (λ = 1000–1600 Å) и наложенного на излучение первого порядка отражения (λ = = 1900–3200 Å), все плоские и коллиматорное зеркала длинноволнового спектрографа покрыты слоем окиси кремния.

После отражения от решеток спектры источников регистрируются камерами с накоплением изображения типа "Увикон" (в каждом спектрометре установлено по две камеры для резервирования). Фотокатоды камер чувствительны только к области спектра $\lambda > 2000$ Å, поэтому перед камерами, устройство которых показано на рис. 71, установлены конверторы ультрафиолетового в видимое излучение. Последние представляют собой микроканальные пластины; за каждой из них установлен фосфорный экран, в котором фотоэлектрон, образованный в конверторе, рождает около 60 фотонов с длинами волн в синей области спектра. Эти фотоны и передаются волоконной оптикой на фотокатод камеры.

Серьезной проблемой при обработке спектров является разброс эффективности регистрации в зависимости от места попадания фотона на фотокатод камеры. При этом величина сигнала при одинаковом числе зарегистрированных фотонов может различаться в два раза. Для абсолютной калибровки каждого элемента изображения во время наблюдений камеры периодически освещаются монохроматическим потоком излучения от ртутной лампы. По величинам выходных сигналов при различных экспозициях для каждого элемента строится своя калибровочная кривая, а данные калибровки всех элементов хранятся в наземном компьютере и используются при обработке.

Калибровка спектрометров по длинам волн проводится с использованием спектра излучения платиновой катодной лампы.

При записи с умеренным разрешением (6 Å) чувствительность спектрометра за несколько часов наблюдений достигает 17^m [55]. На рис. 87 приведены примеры записи спектров различных объектов телескопом ИУЕ.

Система ориентации спутника при больших углах разворотов обеспечивает точность наведения на заданный объект в 1′–2′. Диссекторные датчики тонкого гидирования при этом выполняют две функции. Во-первых, они используются для обзора поля вокруг источника, идентификации и выбора звезд для гидирования. Для этого на Землю передается изображение всего поля зрения (16′) с разрешением в 8″. Во-вторых, после выбора для гидирования двух источников ярче 14^m сканирование поля зрения проводится только вокруг этих источников с разрешением 0″, 2, что и определяет точность гидирования.

Во время работы ИУЕ выполнялось несколько обширных программ координированных и синхронных наблюдений в разных спектральных диапазонах различных астрофизических объектов с использованием наземных, ракетных и баллонных телескопов, спутников "Коперник", ХЕАО-1 и ХЕАО-2. В частности, для наблюдений источников ярче $7^m,5$ в диапазоне λ = 2000–3200 Å с разрешением до 0,05 Å в Лондонском университетском колледже был создан баллонный телескоп диаметром 31 см, в основных чертах повторяющий схему ИУЕ [56].

3. *Проекты будущих инструментов для наблюдений в ультрафиолетовом диапазоне.* В настоящее время разрабатываются проекты нескольких телескопов и спектрометров, в которых увеличение диаметра апертуры и углового разрешения обеспечит фотометрию и тонкую спектроскопию более слабых источников. В частности, на телескопе СТ (см. § 1 данной главы) будет установлен ультрафиолетовый спектрограф высокого разрешения. Он предназначен для спектроскопии объектов ярче 17^m в диапазоне 1050–

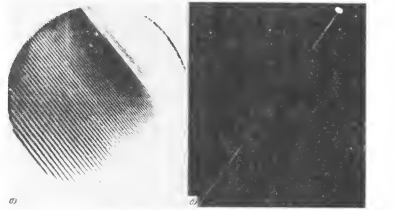


Рис. 87. Примеры спектров в диапазоне 1150–1950 Å, полученных спутником ИУЕ. *а*) Спектр звезды θ^2 A Ori ($V = 5^m,07$) с высоким разрешением (негатив); время экспозиции – 5 мин. Дисперсия эшеле-решетки направлена из левого верхнего угла в правый нижний, дисперсия дифракционной решетки – перпендикулярно. Видны узкие полосы межзвездного поглощения и широкая полоса (охватывающая два порядка эшеле) межзвездного поглощения в L_α. *б*) Спектр источника В2 1101 + 38 ($V = 14^m$) – объекта типа BL Lac – с умеренной дисперсией (позитив), время экспозиции – 5 ч. Яркое пятно – излучение L_α от геокороны.

3200 Å с разрешением $\lambda/\Delta\lambda = 2 \cdot 10^3 \div 10^5$ и является дальнейшим развитием слектрометров на слутниках "Коперник" и ИУЕ. Высокое угловое разрешение телескопа позволит исследовать слектры в областях с высокой поверхностной звездной плотностью, а также наблюдать отдельные компоненты в некоторых двойных звездных системах.

Для телескола СТ разрабатывается и высокоскоростной фотометр-поляриметр. Этот инструмент состоит из нескольких лолосок пленочных фильтров, укрепленных на пластине из MgF_2 расположенной в фокальной ллоскости. Полосы лролускания фильтров варьируются от 20 до 5000 Å в диапазоне длин волн 1150–8000 Å. На выбранные участки фильтров нанесены пленочные лоляризаторы с четырьмя ориентациями вектора лоляризации, различающимися на 45°. Имеется возможность выбора одной из трех диафрагм от 0",4 до 10". В качестве лриемников излучения будут использоваться диссекторные датчики с лолем зрения в 3". В лриборе нет движущихся частей, и смена комбинации "диафрагма + фильтр + лоляризатор" будет лроизводиться изменением ориентации всего телескопа.

Фотометром-лоляриметром лредлолагается проводить наблюдения лульсаров (радио и рентгеновских), комлонент двойных звездных систем, леременных звезд различных классов, белых карликов и т.д. Разрешающее время лри этом составит более 16 мкс.

В качестве дополнения и развития лрограммы исследований на телесколе СТ в ультрафиолетовом диалазоне предполагается использование и телескола "Старлэб" (см. § 1 данной главы). Установленная в фокальной плоскости телескопа электронографическая камера будет регистрировать излучение в диалазоне 1300–12000 Å; ожидается, что чувствительность камеры будет составлять около 25^m лри наблюдениях точечных источников.

Интересен проект европейского космического ультрафиолетового телескола "Магеллан" ("Magellan"), в котором в качестве единственного олтического элемента лредлолагается использовать вогнутую объективную решетку с полем зрения, ограничиваемым механическим коллиматором, а в качестве лриемников – детекторы ПЗС [57]. При этом лредлолагается достичь слектрального разрешения до $\lambda/\Delta\lambda \sim 2{,}5 \cdot 10^4$ в диалазоне λ = 500–1550 Å для объектов ярче 16^m. С объективной решеткой, дающей умеренную дисперсию, будут наблюдаться объекты до $18^m,5$ в лолосе от 300 до 1800 Å с разрешением около 0,2 Å.

§ 8. Телескопы с оптикой косого падения для крайнего ультрафиолетового диапазона

Первые источники излучения в крайнем ультрафиолетовом диалазоне $\lambda < 1000$ Å были обнаружены [58, 59] лри наблюдениях как телесколами косого ладения, так и узколосными фотометрами и дифракционными спектрометрами, предназначенными для исследований диффузного ультрафиолетового излучения на КА "Прогноз-6" и "Вояджер-1, 2" [58, 59], описанными в § 6 данной главы. Исследования носили поисковый характер, и достигнутый уровень чувствительности позволил обнаружить, очевидно, только самые яркие объекты.

а) Т е л е с к о л К К "А л о л л о н" Э П А С. Инструменты крайнего ультрафиолетового диапазона, представляющие собой параболические концентраторы скользящего (косого) падения, использовались для обзоров неба в нескольких ракетных исследованиях. Аналогичный телескол, с ломощью которого были обнаружены лервые два объекта – белые карлики – излучающие в крайнем ультрафиолетовом диапазоне, был установлен и на КК "Алоллон" лри осуществлении совместного советско-американского

экспериментального полета "Аполлон" — "Союз" (ЭПАС). Инструмент представлял собой четыре коаксиальных параболических концентратора, в общий фокус которых по команде вводился один из двух КЭУ. Углы скольжения при отражении излучения от зеркал составляли $7^\circ - 20^\circ$. Величина поля зрения определялась размером входного окна детектора и составляла $2^\circ,5$ или $4^\circ,3$ [60].

Перед детекторами вращался с постоянной скоростью диск с шестью фильтрами. Один из фильтров был полностью непрозрачен для ультрафиолетового излучения и использовался для измерений фона. В качестве других широкополосных фильтров использовались тонкие (толщиной в 100—1000 Å) слои парилена (λ = 50—150 Å), Be (λ = 115—150 Å), Al (λ = 170—620 Å), Sn (λ = 500—780 Å) и BaF_2 (λ = 1350—1540 Å). Эффективная площадь телескопа с учетом прозрачности фильтров составляла несколько квадратных сантиметров. Время наблюдений каждой звезды составляло несколько минут, в течение которых телескоп неоднократно отводился в сторону для измерений фона. Всего за время полета в режимах наведения и сканирования было обследовано несколько десятков звезд, и чувствительность аппаратуры составляла примерно 10^{-10} эрг/(см^2 · с), что соответствует потоку от звезды $11^m,5$ в видимых лучах.

В настоящее время в связи с тем, что возможность регистрации крайнего ультрафиолетового излучения от многих галактических источников не подвергается сомнению (см. § 2 данной главы), разрабатывается несколько проектов больших инструментов для фотометрических обзоров небесной сферы и спектроскопических исследований на длинах волн от 100 до 1000 Å. Прежде всего, наблюдать внесолнечные объекты можно будет с солнечным телескопом ГРИСТ, описанным ранее. При спектральном разрешении в 10 Å чувствительность этого инструмента примерно соответствует чувствительности телескопа проекта ЭПАС (но при лучшем угловом и спектральном разрешении).

б) П р о е к т Е У В Е. В 1985 г. предполагается выведение на околоземную орбиту специализированного спутника ЕУВЕ (EUVE—"Extreme Ultraviolet Explorer") для осмотра всего неба в диапазоне 100—1000 Å. Научное оборудование будет состоять из четырех идентичных инструментов системы Уолтера I типа с апертурами в 40 см, и при стабилизации спутника вращением вокруг оси, направленной на Солнце, один телескоп будет постоянно направлен в антисолнечную точку, а три других — сканировать небо по большим кругам.

Собирающая площадь систем составит около 200 см^2 при поле зрения в 5° [61], и каждый телескоп будет снабжен неподвижным фильтром, определяющим полосу регистрации. В качестве детекторов излучения предполагается применить микроканальные пластины относительно большой площади; в настоящее время имеются детекторы — пластины с площадью до 10 см^2. Для собирания заряда, образованного в умножителе такой площади, можно использовать несколько устройств. В одном из них, под названием "Раникон" ("Ranicon"), заряд после выхода из микроканальной пластины попадает на анод, изготовленный в форме диска из материала с высоким удельным сопротивлением. С четырех сторон к аноду прикрепляются сигнальные выводы. Регистрируя величины импульсов на каждом выводе и разницу во времени прихода сигналов, можно определить линейные координаты места сбора электронной лавины на аноде с точностью лучше 1 мм.

В другом устройстве такого рода заряд, содержащийся в облаке электронов, на выходе из умножителя делится поровну между двумя анодными сетками, установленными одна за другой. Каждая сетка представляет собой

ряд параллельных проводников, и ориентация проводников в соседних сетках взаимно перпендикулярная. Предполагается, что угловое разрешение системы телескоп + детектор составит около 6′.

За полгода работы тремя телескопами с чувствительностью порядка 10^{-12}–10^{-13} эрг/(см^2 · с) будет осмотрено все небо. За это же время четвертый телескоп с чувствительностью около 10^{-14} эрг/(см^2 · с) обследует полосу вдоль эклиптики, составляющую примерно 7% площади всего неба.

С телескопом ЕУВЕ возможно и использование бесщелевого спектрометра с одной или двумя дифракционными решетками косого падения. Спектральное разрешение при этом может достигать $\lambda/\Delta\lambda \sim 100$ [65].

В отличие от этого "фотометрического" инструмента имеется и проект телескопа-спектрометра ФУСЕ (FUSE – "Far-Ultraviolet Spectroscopy Explorer"), в котором применение различных решеток косого падения должно обеспечить спектральное разрешение до $\lambda/\Delta\lambda \sim 10^5$ в области длин волн от 100 до 1200 Å [62]. В качестве оптической системы предполагается использовать телескоп Уолтера II типа с апертурой в 1 м, что обеспечит собирающую площадь около 5000 см^2 и чувствительность такую же, как и в проекте ЕУВЕ.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Danielson R.E.* – Atsrophys. J., 1961, v. 134, p. 275.
2. *Kippenheuer K.O., Mehltretter J.P.* – Applied Optics, 1964 v. 3, p. 1359.
3. *Крат В.А., Котляр Л.М.* – Стратосферная астрономия. – Л.: Наука, 1976, 152 с.
4. *Крат В.А., Карпинский В.Н., Соболев В.Н. и др.* – Изв. ГАО АН СССР, 1970, № 185, с. 124.
5. *Markay J.F., Austin R.R.* – Applied Optics, 1977, v. 16, p. 917.
6. *Dunn R.B.* – In: Optical and Infrared Telescopes for the 1990 s / Ed. A. Hewitt. – Tucson: KPNO, 1980, p. 156.
7. *Newkirk G., Bohlin J.D.* – In: Astronomical Observations from Space Vehicles. – IAU Symp. No. 23 / Ed. J.-L. Steinberg. IAU, 1964, p. 287.
8. *Sheely N.R., Michels D.J., Howard R.A. et al.* – Astrophys. J. (Letters), 1980, v. 237, p. L99.
9. *McQeen R.M., Csoeke-Poech A., Hildner E. et al.* – Solar Phys., 1980, v. 65, p. 91.
10. *Denielson R., Savage B.D., Schwarzschild M.* – Astrophys. J., (Letters), 1968, v. 154, p. L117.
11. *Danielson R., Savage B.D., Schwarzschild M.* – Astrophys. J., (Letters), 1968, v. 154, p. L117.
12. *Никольский Г.М.* – Земля и Вселенная, 1983, № 2, с. 13.
13. *Smith B.A., Briggs G.A., Danielson R.E. et al.* – Space Science Rev., 1977, v. 21, p. 103.
14. *Longair M.S.* – Q. Jl. R. astr. Soc., 1979, v. 20, p. 5.
15. *Stecher T.* – In: Optical and Infrared Telescopes for the 1990s / Ed. A. Hewitt. – Tucson: KPNO, 1980, p. 169.
16. *Щеглов П.В.* – Проблемы оптической астрономии. – М.: Наука, 1980, с. 241.
17. *Traub W.A., Gursky H.* – In: Optical and Infrared Telescopes for the 1990s/ed. A. Hewitt. – Tucson: KPNO, 1980, p. 250.
18. *Намиока Т.* – В кн.: Космическая астрофизика / Под ред. У. Лиллера. – М.: ИЛ, 1962, с. 285.
19. *Noyes R.W.* – Ann. Rev. of Astronomy and Ap., 1971, v. 9 p. 210.
20. *Noyes R.W., Foukal P.V., Huber M.C.E. et. al.* – In: "Solar Gamma-, X-, and EUV Radiation" IAU Symp. No. 68/Ed. S.R. Kane. – Dordrecht: Reidel, 1975, p. 3.
21. *Курт В.Г.* – В кн.: Исследования космического пространства / Под ред. Г.А. Скуридина. и др. – М.: Наука, 1965, с. 577.
22. *Курт В.Г.* – В кн.: Астрофизика и космическая физика / Под ред. Р.А. Сюняева. – М.: Наука, 1982, с. 268.
23. *Kurt V.G., Dostovalov S.B.* – Nature, 1968, v. 218, p. 258.
24. *Jamar G., Macau-Hereot D., Thomson G.I. et. al.* – UV Bright Star Spectrophotometric Catalogue. – Preprint ESA SR-27, 1976.
25. *Thomson G.I., Nandy K., Jamar C. et. al.* – Catalogue of Stellar UV Fluxes. – Preprint SRC UK, 1978.
26. *Уиппл Ф., Дэвис Р.* – В кн.: Астрономические наблюдения за пределами атмосферы. – М.: ИЛ, 1962, с. 135.
27. *Boggess A., Carr F.A., Evans D.C. et al.* – Nature, 1978, v. 275, No. 5679, p. 372.

28. *Фридман Х.* — В кн.: Космическая астрофизика / Под ред. У. Лиллера. — М.: ИЛ, 1962, с. 136.
29. *Timothy J.G.* — Space Sciences Rev., 1981, v. 29, p. 461.
30. *Хромов Г.С.* — Итоги науки и техники, сер. "Астрономия". — М.: ВИНИТИ, 1982, т. 17, 88 с.
31. *Lemaire P.* — In: "New Techniques in Space Astronomy" IAU Symp. No. 41/Eds F. Labuhn and R. Lüst. — Dordrecht: Reidel, 1971, p. 263.
32. *Tousey R., Purcell J.D., Garrett D.L.* — Applied Optics, 1967, v. 6, p. 365.
33. *Boland B.C., Burton W.M., Jones B.B. et al.* — In: "New Techniques In Space Astronomy" IAU Symp. No. 41/Ed. F. Labuhn and R. Lüst. — Dordrecht: Reidel, 1971, p. 254.
34. *Брунс А.В.* — Изв. КрАО АН СССР, 1979, т. 59, с. 31.
35. *Брунс А.В.* — Изв. КрАО АН СССР, 1979, т. 59, с. 211.
36. *Бэлью Л., Стулингер Э.* — Орбитальная станция "Скайлэб". — М.: Машиностроение, 1977, с. 142.
37. *Woodgate B.E., Tandberg-Hanssen E.A., Bruner E.C. et al.* — Solar Physics, 1980, v. 65, p. 73.
38. *Tousey R., Bartoe J.-D.F., Bohlin J.D. et al.* — Solar Physics, 1973, v. 33, p. 265.
39. *Widing K.G.* — In: "Solar Gamma-, X- and EUV Radiation" IAU Symp. No. 68/Ed. S.R. Kane. — Dordrecht: Reidel, 1975, p. 153.
40. *Underwood J.H., Neupert W.M.* — Solar Physics, 1974, v. 35, p. 241.
41. *Tondello G.* — Space Sciences Rev., 1981, v. 29, p. 319.
42. *Dementyeva N.N., Kurt V.G., Smirnov A.S.* — Icarus, 1972, v. 17, p. 475.
43. *Димов Н.А., Терез Э.И.* — Изв. КрАО АН СССР, 1976, т. 55, с. 196.
44. *Hua C.T., Cruvellier P., Courtes G. et al.* — Advances in Space Exploration, 1979, v. 3, p. 551.
45. *Bertaux J.L., Blamont J.E., Lepine V.M. et al.* — Planetary and Space Science, 1981, v. 29, p. 149.
46. *Broadfoot A.L., Sandel B.R., Shemansky D.E. et al.* — Space Science Rev., 1977, v. 21, p. 183.
47. *Boksenberg A., Snÿders M.A.J., Wilson R. et al.* — Nature, 1978, v. 275, No. 5679, p. 404.
48. *Aalders J.W.G., van Duinen R.J., Wesselius P.B.* — Phillips Technical Rev., 1974, v. 34, p. 33.
49. *Carruthers G.R.* — Applied Optics, 1973, v. 12, p. 2501.
50. *Page T., Carruthers G.R., Hill R.* — NRL Report, 1978, No. 8173.
51. *Гурзадян Г.А., Кашин А.Л., Крмоян М.Н. и др.* — Астрофизика, 1974, т. 10, с. 177.
52. *Соснина М.А.* — Итоги науки и техники. сер. "Исследования космического пространства". — М.: ВИНИТИ, 1976, т. 8, с. 7.
53. *Rogerson J.B., Spitzer L., Drake J.F.* — Astrophys. J. (Letters) 1973, v. 181, p. L97.
54. *Snow T.P., Jenkins E.B.* — Astrophys. J. Suppl., 1977, v. 33, p. 269.
55. *Boggess A., Bohlin R.C., Evans D.C. et al.* — Nature, 1978, v. 275, p. 377.
56. *Welsh B., Anderson B., Boksenberg A. et al.* — Space Science Instrumentation, 1981, v. 5, p. 307.
57. *di Serego Alighieri S.* — In: "Third European IUE Conference". — Paris: ESA Sp-176, 1982, p. 491.
58. *Sagdeev R., Kurt V., Bertaux J.* — IAU Circ., 1979, No. 3261
59. *Holberg J.B., Forrester W.T., Broadfoot A.L.* — BAAS, 1980, v. 12, p. 872.
60. *Stern R., Bowyer S.* — Astrophys. J., 1979, v. 236, p. 755.
61. *Bowyer S.* — Adv. Space Res., 1982, v. 2, N 4, p. 157.
62. *Linsky J., Boggess A., Bowyer S. et al.* — In: "Third European IUE Conference". — Paris: ESA SP-176, 1982, p. 473.
63. *Северный А.Б., Боярчук А.А.* — "Правда", 9 апреля 1983 г.
64. *Holberg J.B., Forrester W.T., Barry D.C.* — Bull. Am. astr. soc , 1982, v. 14, p. 915.
65. *Hettrick M.C.* — Ibid., p. 943.
66. *Котельников В.А.* — Земля и Вселенная, 1983, № 4, с. 2.

ГЛАВА 5
РЕНТГЕНОВСКАЯ АСТРОНОМИЯ

К рентгеновскому диапазону спектра обычно относятся фотоны с энергией от 0,1 до 100 кзВ, что соответствует длинам волн от 100 до 0,1 Å. В настоящее время астрофизические наблюдения в рентгеновском участке спектра имеют такое же важное значение для астрономии, как и исследования в других диапазонах — радио, оптическом, инфракрасном и т.д.

Исследования космического излучения в рентгеновском диапазоне спектра часто называют "астрономией высоких знергий" так как процессы, в которых рождается такое излучение, характеризуются большими знергиями взаимодействующих частиц и протекают в зкстремальных физических условиях — при высоких температурах ($>10^6$ K), в сверхсильных магнитных полях (до $\gtrsim 10^{12}$ Э), в окрестностях релятивистских объектов с высокими гравитационными потенциалами (нейтронные звезды, черные дыры) и т.д. Таким образом из астрономических исследований получается информация, важная для физики высоких знергий и физики плазмы, для изучения процессов в сверхплотных веществах и т.д. Следует отметить, что многие из зтих зкзотичных объектов (например, нейтронные звезды в двойных системах) были обнаружены во Вселенной при анализе результатов наблюдений в рентгеновском диапазоне, и вряд ли астрономы сейчас знали бы о существовании таких объектов без обнаружения их рентгеновского излучения.

§ 1. Механизмы генерации и источники рентгеновского излучения

Одной из основных форм вещества, рождающих рентгеновское излучение, является плазма высокой температуры. Непрерывный спектр теплового тормозного излучения горячей оптически тонкой плазмы имеет вид:

$$F(E) \propto g(E) \exp\left\{-\frac{E}{kT}\right\} \text{ кзВ/(см}^2\cdot\text{с}\cdot\text{кзВ)}, \quad (5.1)$$

где E — знергия излучаемого фотона, T — температура плазмы, k — постоянная Больцмана, $g(E)$ — Гаунт-фактор, в рентгеновской области спектра мало отличающийся от единицы.

Из формулы (5.1) нетрудно видеть, что в рентгеновском диапазоне излучает плазма, нагретая до температур выше 10^6 K.

В отличие от теплового излучения, обусловленного злектронами, находящимися в тепловом равновесии со средой, взаимодействие пучка быстрых злектронов с веществом порождает нетепловое тормозное излучение, спектр которого определяется спектром проходящих злектронов. В одном из простейших случаев, при степенной форме спектра знергич-

ных электронов вида $dn_e/dE_e \propto E_e^{-\alpha}$ электронов/(см^2 · с · кэВ), генерируется спектр излучения также степенного вида

$$F(E) \propto E^{-\gamma} \text{ кэВ/(см}^2 \cdot \text{с} \cdot \text{кэВ)}, \qquad (5.2)$$

где $\gamma = \alpha$ в случае, когда электроны теряют на излучение малую часть своей энергии (модель "тонкой мишени").

Релятивистские электроны, находящиеся в сильных магнитных полях, также излучают рентгеновские фотоны синхротронным механизмом. Спектр излучения имеет степенную форму и связан со спектром электронов формулами (2.2) и (2.3). В соответствии с (2.1) для излучения квантов с энергией в несколько кэВ в поле $H \sim 10^{12}$ Э (такие поля существуют вблизи магнитных полюсов нейтронных звезд) электрон должен обладать энергией в несколько сотен килоэлектронвольт.

К спектру излучения вида (5.2) приводит и обратное комптоновское рассеяние релятивистских электронов со степенным спектром на радио- или инфракрасных фотонах. При этом первичный фотон с энергией E после рассеяния на электроне с энергией E_e приобретает энергию E', равную

$$E' = 5 \cdot 10^{-12} E E_e^2 \text{ эВ}, \qquad (5.3)$$

где E и E_e выражены в электронвольтах. Так, электроны с энергией в сотни МэВ при обратном комптоновском рассеянии на инфракрасных фотонах ($\lambda \sim 10$ мкм) повышают энергию последних до нескольких килоэлектронвольт. Такой механизм излучения весьма вероятен в активных ядрах галактик, где велики плотности и релятивистских электронов, и инфракрасных фотонов. Подробнее различные механизмы образования рентгеновского излучения изложены в [1].

В различных астрофизических объектах могут действовать один или несколько механизмов, вызывающих рентгеновское излучение.

1. *Солнце*. Рентгеновский поток спокойного Солнца обусловлен тепловым излучением солнечной короны, имеющей температуру в пределах 10^6–10^7 К. Впервые солнечное рентгеновское излучение было зарегистрировано в 1948 г. в ракетных наблюдениях. С тех пор проводились многочисленные работы по регистрации рентгеновского излучения Солнца в различных фазах 11-летнего цикла. В последнее десятилетие со спутников серий "Прогноз", "Интеркосмос", ОСО, "Солрад", ОКС "Скайлэб", СММ наблюдения Солнца в рентгеновском диапазоне проводились практически непрерывно.

На изображениях Солнца в мягкой рентгеновской области, полученных с высоким угловым разрешением с помощью зеркальной техники, видна тонкая структура в распределении рентгеновской яркости, связанная со всевозможными активными образованиями (рис. 88). Такая структура тесно связана с картиной распределения магнитного поля по диску Солнца. Так, при общем среднем поле примерно в 1 Э, в ярких конденсациях поле дости-

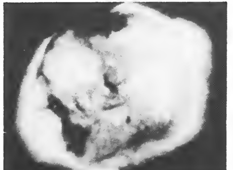


Рис. 88. Снимок Солнца в диапазонах 2–32 Å и 44–54 Å, полученный рентгеновским телескопом ОКС "Скайлэб".

гает 10 Э. Суммарный поток от короны проявляет устойчивую корреляцию с 11-летним циклом солнечной активности.

При спектроскопических наблюдениях брэгговскими спектрометрами, как и следовало ожидать при тепловом механизме излучения, в спектрах короны и вспышек были обнаружены линии высокоионизованных элементов Ne, Mg, Si, Fe и других.

Поток от спокойной солнечной короны в области $E \gtrsim 0{,}1$ кэВ на орбите Земли составляет $\lesssim 1$ эрг/(см$^2 \cdot$ с), возрастая во время вспышек в несколько раз. При этом, если спектр в области $E < 10$ кэВ имеет тепловой характер (с температурой до $2 \cdot 10^7$ К), то при больших энергиях наблюдается степенная форма спектра с показателем $\gamma = 4 \div 6$ до энергий в 100 кэВ, что обусловлено нетепловым тормозным излучением ускоряемых во вспышке электронов. Характерное время роста потока во вспышке в области $E < 10$ кэВ составляет несколько минут, время спада — десятки минут, в то время как в жесткой рентгеновской области рост потока происходит быстрее — за десятки секунд, и спад — за минуты. Вспышки в рентгеновском диапазоне коррелируют с микроволновыми всплесками, ростом потока в линии H_α и последующим возрастанием потока солнечных космических лучей [2].

2. *Галактические и внегалактические источники.* Обнаружение первого рентгеновского источника за пределами Солнечной системы было в какой-то мере случайным событием. Дело в том, что рентгеновский поток от звезды типа Солнца, удаленной на расстояние 1 пс, составляет $\sim 10^{-10}$ эрг/(см$^2 \cdot$ с). Такой чувствительностью приборы начала 60-х годов не обладали. Тем не менее, в ракетном эксперименте в 1962 г. был обнаружен источник (Sco X-1) с потоком 10^{-7} эрг/(см$^2 \cdot$ с) в диапазоне энергии 2—6 кэВ.

В дальнейшем число обнаруженных источников, так же как и число типов астрономических объектов, от которых обнаружено рентгеновское излучение, быстро увеличивалось. Большим достижением явился запуск в декабре 1970 г. специализированного рентгеновского спутника "Ухуру" ("Uhuru"); каталог 4U содержит около 400 источников рентгеновского излучения, обнаруженных этим спутником [3].

К моменту запуска в 1978 г. рентгеновской "Обсерватории им. Эйнштейна" было известно около 800 рентгеновских источников [4], а наблюдения на этом спутнике привели к обнаружению рентгеновского потока от нескольких тысяч объектов (чувствительность рентгеновского телескопа ХЕАО-2 составляла около 10^{-14} эрг/(см$^2 \cdot$ с) в диапазоне 0,1—4 кэВ). В настоящее время от подавляющего большинства объектов во Вселенной наблюдается рентгеновское излучение; отсутствие рентгеновского потока от какого-либо класса объектов является скорее исключением, чем правилом.

а) Галактические источники. Звезды. Вслед за обнаружением излучения, идущего от белых карликов, вспыхивающих переменных различных типов, звезд типа T Tau, RS CVn, Сириуса, Алголя, Капеллы, светимость которых лежит в пределах 10^{34}—10^{36} эрг/с, наблюдения с "Обсерватории им. Эйнштейна" привели к выводу, что на уровне светимости менее 10^{35} эрг/с рентгеновское излучение является обычным свойством большинства звезд главной последовательности, что видно из рис. 89. Средняя рентгеновская светимость составляет для звезд класса O — 10^{33} эрг/с, A — 10^{27}, F — 10^{29}, G, K, M — $2 \cdot 10^{27}$ эрг/с. Надо учитывать, что приведенные числа являются средними, и светимость сильно меняется от звезды к звезде внутри одного класса (так, у звезд классов K и M светимость доходит иногда до 10^{29} эрг/с). Такое энерговыделение

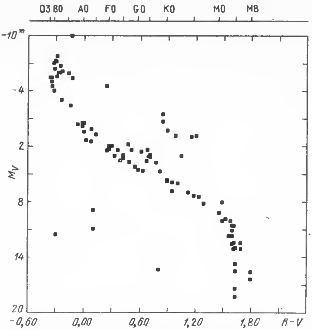


Рис. 89. Диаграмма Герцшпрунга–Рессела для звезд главной последовательности, зарегистрированных в диапазоне 0,1–4 кэВ при наблюдениях со спутника ХЕАО-2 ("Обсерватория им. Эйнштейна").

в рентгеновском диапазоне свидетельствует о наличии мощных горячих корон у звезд поздних спектральных классов. Рентгеновское излучение гигантов зарегистрировано у звезд классов от О до К, а у сверхгигантов — только у звезд классов О и В.

Релятивистские объекты в двойных звездных системах. Одним из самых значительных результатов рентгеновской астрономии явилось обнаружение в составе двойных звездных систем объектов, находящихся на самых поздних стадиях звездной эволюции, — нейтронных звезд и (возможно) черных дыр.

По современным представлениям нейтронная звезда образуется в результате взрыва сверхновой и представляет собой объект с массой порядка солнечной и радиусом около 10 км, так что ее средняя плотность составляет $\sim 10^{15}$ г/см^3. При такой плотности бо́льшая часть вещества находится в виде нейтронов, откуда и произошло название "нейтронная звезда". Магнитные поля на поверхности нейтронных звезд могут доходить до 10^{12} Э и выше.

Если нейтронная звезда (НЗ) находится в двойной звездной системе, вторым компонентом которой является звезда обычного типа, то бо́льшая или меньшая доля вещества, истекающего с поверхности обычной звезды, перехватывается гравитационным полем НЗ и по магнитным силовым линиям падает на нее в области магнитных полюсов. Чаще всего аккреция идет с образованием тонкого диска вокруг НЗ, ориентированного вблизи орбитальной плоскости вращения компонент двойной системы. За счет выделения гравитационной энергии падающее на НЗ вещество нагревается до $10^7 - 10^8$ К, рождая рентгеновское излучение.

Угловое распределение этого излучения резко анизотропно, и если ось вращения НЗ составляет заметный угол с осью магнитного поля, то к наблюдателю будет приходить пульсирующий поток с периодом, равным периоду вращения НЗ (рентгеновский пульсар).

В настоящее время известно около 20 рентгеновских пульсаров в двойных системах с периодами от 1 до 1000 с. В зависимости от конкретных параметров каждой системы формы импульсов весьма разнообразны. Светимость пульсаров в рентгеновском диапазоне находится в пределах $10^{36}-10^{38}$ эрг/с. В их спектрах при энергии ~6,7 кэВ были обнаружены эмиссионные линии излучения высокоионизованных ионов железа — Fe XXIV, XXV, характерная температура образования которых как раз и составляет 10^7-10^8 К. Обнаружение циклотронных линий в поглощении при энергиях $E \sim 20$ кэВ у пульсаров ($E_{\text{цикл}} = heH/m_e c^2$) подтвердило наличие сверхсильных магнитных полей.

Среди релятивистских объектов в двойных системах были обнаружены и кандидаты в черные дыры, в частности, источник Cyg X-1. Оптическим компонентом в этой системе является сверхгигант класса B0 Ib, а масса второго компонента — источника рентгеновского излучения — оценивается примерно в $8M_\odot$ [5]. В то же время рентгеновский поток от источника проявляет переменность во всех временных шкалах вплоть до ~1 мс. Следовательно, характерные размеры области, в которой генерируется рентгеновский поток, не могут превышать $3 \cdot 10^7$ см. Но, по современным представлениям, не существует устойчивых звездных образований с данными размерами и массой — звезда неизбежно должна стать черной дырой, т.е. сжаться до размеров меньше гравитационного радиуса R_g, откуда невозможно испускание вещества или фотонов. Величина R_g определяется из формулы

$$R_g = \frac{2GM_*}{c^2}, \tag{5.4}$$

где G — гравитационная постоянная, M_* — масса звезды.

Рентгеновское излучение в окрестностях черных дыр рождается также при аккреции вещества с оптической компоненты на черную дыру с образованием диска и разогревом аккрецируемого вещества за счет выделения гравитационной энергии [6]. Распределение температур в области излучения приводит к спектру степенной формы в рентгеновском диапазоне вплоть до энергий $E \sim 0{,}1-1$ МэВ.

В последние годы рентгеновское излучение было обнаружено и от двойных систем, содержащих белые карлики с магнитным полем до 10^8 Э. Темпу аккреции в 10^{-7} $M_\odot$/год в таких системах соответствует рентгеновская светимость ~10^{36} эрг/с, тогда как болометрическая светимость белого карлика без аккреции — не выше 10^{31} эрг/с.

Рентгеновские источники в шаровых скоплениях. Во время наблюдений на спутниках "Ухуру" и OSO-7 был зарегистрирован рентгеновский поток от 5 шаровых скоплений (сейчас число таких объектов достигло 8). Светимость скоплений находится в пределах $10^{37}-10^{38}$ эрг/с и источники проявляют медленную переменность в масштабах времени от нескольких дней до нескольких лет. Наблюдения на спутнике САС-3 показали, что источники находятся в пределах 20″—30″ от центров скоплений; по данным спутника ХЕАО-2 рентгеновское излучение исходит из центральных областей радиусом не более нескольких угловых секунд.

Вспышечные рентгеновские источники. От источников, находящихся в шаровых скоплениях, впервые были зарегистрированы всплески рентгеновского излучения в диапазоне 1—20 кэВ, когда в течение

около 1 с светимость источника возрастает в 10—100 раз, достигая 10^{38} — 10^{39} эрг/с. Спад потока продолжается 10—100 с. Такие источники часто называют рентгеновскими барстерами (от слова "burst" — вспышка). В настоящее время известно около 30 барстеров, у которых продолжительность интервала между всплесками составляет от 1 часа до сотен дней. Несколько из них отождествлены в оптическом диапазоне со слабыми ($17—18^m$) голубыми объектами, спектр которых похож на спектр оптических компонент некоторых двойных систем с нейтронными звездами [7].

Механизмов нагрева поверхности нейтронных звезд (и образования всплесков) может быть несколько. Во-первых, при аккреции на нейтронную звезду с увеличением толщины накопленного вещества растет температура и давление его внутренних слоев, и при достижении некоторого порога происходит термоядерный взрыв, который и рождает всплеск излучения. Во-вторых, энергия может выделяться в виде всплесков излучения в процессе весьма нестационарной аккреции вещества на нейтронную звезду, когда вещество падает (и излучает при этом) отдельными порциями, достаточно большими по массе, чтобы обусловить наблюдаемый поток в максимуме всплеска.

Барстеры были впервые обнаружены и подробно изучены при наблюдениях со спутников АНС и САС-3. Последним открыт и так называемый "быстрый барстер", всплески излучения которого разделены интервалами в единицы — десятки секунд (рис. 90), и существует строгая корреляция между амплитудой всплеска и длительностью до следующего. В "быстром барстере", возможно, действуют оба механизма образования всплесков.

Остатки сверхновых звезд. К настоящему времени в рентгеновском диапазоне наблюдалось более 20 остатков сверхновых звезд, в том числе несколько — в соседних галактиках. Особый интерес представляют исследования с высоким угловым и спектральным разрешением, так как различия в структуре и спектре остатков позволяют гораздо более четко разделить влияние тепловых и нетепловых механизмов излучения, по сравнению с наблюдениями в других участках спектра.

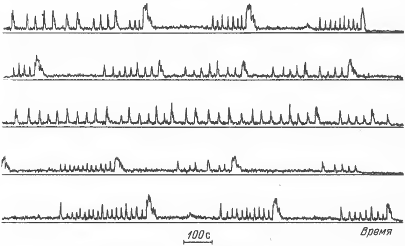


Рис. 90. Пример записи всплесков от "быстрого барстера" в диапазоне 1-10 кэВ по данным спутника САС-3.

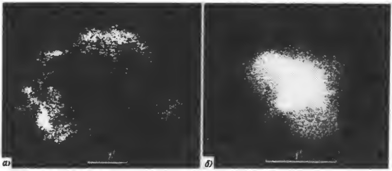


Рис. 91. Изображение остатка сверхновой Кассиопея А (*а*) и Крабовидной туманности (*б*) в рентгеновском диапазоне по данным "Обсерватории им. Эйнштейна".

Данное утверждение иллюстрируется на рис. 91, где приведены изображения двух остатков — Cas A и Крабовидной туманности — в диапазоне 0,1—4 кэВ, полученные "Обсерваторией им. Эйнштейна".

На изображении Cas A отчетливо видна оболочечная структура, которая появляется в результате взаимодействия выброшенного при взрыве сверхновой вещества с межзвездной средой. Так как выброс происходит со скоростью, большей скорости звука в межзвездном газе, то при движении образуется ударная волна, на фронте которой вещество нагревается до 10^6—10^7 К. Именно это тепловое излучение и наблюдается в виде оболочки.

Напротив, излучение Крабовидной туманности, являющейся остатком сверхновой, вспыхнувшей в 1054 г. представляет собой синхротронное излучение релятивистских электронов, движущихся в магнитных полях остатка. Спектр туманности не обладает особенностями типа линий и может быть описан законом

$$\frac{F(E)}{E} = 97E^{-2,1} \text{ фотонов/(см}^2\cdot\text{с}\cdot\text{кэВ)}, \quad (5.5)$$

где энергия фотонов E выражена в кэВ.

Электроны поставляет находящийся в центре туманности пульсар NP 0532 (на рис. 91, *б* он имеет вид яркого круглого пятна) с периодом вращения в 33 мс, и его собственное излучение наблюдается во всем диапазоне электромагнитных волн — от радио до гамма-лучей. По наблюдаемому росту периода пульсаций была оценена скорость потери вращательной энергии нейтронной звездой — 10^{38} эрг/с. Этой энергии вполне хватает для поддержания излучения самого пульсара и обеспечения потока релятивистских электронов.

В области энергий 0,1—2 кэВ излучают оболочки и "старых" (возрастом более 10^4 лет) остатков сверхновых — Петля в Лебеде (имеющая угловой диаметр, равный 2°,8), Северный полярный шпур (по-видимому, являющийся остатком сверхновой, вспыхнувшей на расстоянии около 50 пс от Солнца) и другие. Температуры оболочек таких объектов составляют около 10^6 К.

В рентгеновском диапазоне обнаружено также излучение от вспыхивающих звезд различных типов, карликовых новых, планетарных туманностей и т.д.

Новоподобные источники. На спутнике "Ариэль-5" были впервые обнаружены новоподобные (вспыхивающие) источники, у кото-

рых характерное время вспышки составляет от нескольких часов до месяцев. Наиболее ярким примером новоподобного источника является объект А 0620—00, вспышка которого в 1975 г. регистрировалась в диапазонах от радио до рентгеновского [8, 9]. В максимуме блеска в области энергий 2—20 кэВ А 0620—00 был в 4 раза ярче, чем самый яркий "стационарный" источник — Sco X-1. Распределение энергии в спектре новоподобных источников хорошо согласуется с законом излучения оптически тонкой плазмы при $kT \approx 3 \div 30$ кзВ.

Излучение и поглощение межзвездным газом. В мягком рентгеновском диапазоне ($E \leqslant 1$ кзВ) обнаружено диффузное излучение с тепловым спектром, соответствующим температуре порядка миллиона градусов. Из последующих исследований в рентгеновском и ультрафиолетовом диапазонах было установлено наличие горячей компоненты диффузной межзвездной среды на расстояниях до 200—300 пс от Солнца. Эта компонента занимает до 90% по объему, но менее 1% по массе от других составляющих диффузной материи. Интенсивность ее рентгеновского излучения равна примерно 10^3 фотонов/(см$^2 \cdot$ с $\cdot$ ср $\cdot$ кзВ). Нагрев межзвездной среды до температур $\sim 10^6$ K обычно объясняется прохождением ударных волн при взрывах сверхновых. Наоборот, "холодная" компонента межзвездного вещества с температурой ~ 100 K и плотностью атомов в $10^{-2}-10^{-1}$ см$^{-3}$ поглощает проходящие фотоны. В рентгеновском диапазоне к поглощению атомами водорода и гелия добавляется поглощение на *K*-оболочках более тяжелых элементов — углерода, неона, кислорода и других, — входящих в состав межзвездного газа, так что суммарное сечение поглощения испытывает скачки при энергиях фотонов, равных знергиям фотоионизации атомов (рис. 92) [10]. Обычно в расчетах сечения поглощения используется среднее космическое обилие злементов в межзвездной среде, и суммарное сечение нормируется на один атом водорода по лучу зрения в данном направлении. Тогда наблюдаемый спектр источника может быть аппроксимирован формулой

$$F(E) = \exp\{-\sigma_{\rm H}(E) N_{\rm H}\} F_0(E)\,, \qquad (5.6)$$

где $F_0(E)$ — спектр, образовзнный излучением источника, $N_{\rm H}$ — количество атомов водорода на площади в 1 см^2 вдоль луча зрения между источником и наблюдателем.

б) Внегалактические источники. Светимость нашей Галактики в рентгеновском диапазоне составляет $3 \cdot 10^{39}$ зрг/с и определяется суммарным излучением дискретных источников. Аналогичная картина наблюдается в других нормальных галактиках. При наблюдениях "Обсерваторией им. Эйнштейна" в Большом и Малом Магелла-

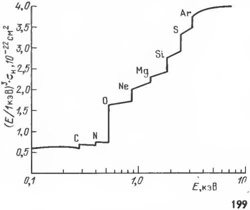


Рис. 92. Сечение поглощения рентгеновского излучения межзвездной средой в расчете на один атом водорода. Скачки величины сечения происходят на *K*-оболочках соответствующих химических элементов. По оси ординат отложена величина сечения поглощения, умноженная на куб энергии фотона, выраженной в килоэлектронвольтах.

новых Облаках, галактике М 31 и других обнаружены десятки объектов со светимостью более 10^{37} эрг/с тех же типов, что и в нашей Галактике — двойных систем, остатков сверхновых, шаровых скоплений и т.д.

С другой стороны, рентгеновский поток от галактик с активными ядрами полностью определяется бурными процессами выделения энергии в их центральных областях, что приводит к высоким светимостям в рентгеновском диапазоне. Так, если у радиогалактики Сеп А рентгеновская светимость составляет 10^{42} эрг/с, то у сейфертовских галактик она достигает 10^{45} эрг/с. В настоящее время известно несколько десятков рентгеновских квазаров, находящихся на космологических расстояниях с $z \leqslant 3{,}5$ и светимостями вплоть до 10^{47} эрг/с. Спектры этих объектов аппроксимируются степенным законом, что свидетельствует о нетепловой природе процессов, вызывающих это излучение.

У многих активных галактических ядер обнаружена переменность в пределах до 10 часов, т.е. области генерации излучения чрезвычайно малы, менее 10^{-3} пс. В то же время в активных ядрах галактик и квазаров (в предположении, что светимость поддерживается за счет выделения гравитационной энергии вещества) должны находиться большие массы — до 10^{10} $M_{\odot}$. Тогда весьма вероятно, что первичным источником энергии может быть аккреция на черные дыры с такой массой, расположенные в центрах ядер.

Обсерваторией ХЕАО-2 наблюдалось около двадцати скоплений галактик, светимость которых составляет от 10^{43} до $3 \cdot 10^{45}$ эрг/с. Эти наблюдения показали, что в слабо проэволюционировавших скоплениях распределение рентгеновской яркости коррелирует с излучением отдельных членов скоплений. В "старых" же скоплениях значительные массы газа "выметены" из галактик, и общее распределение яркости более плавное, с концентрацией горячего газа ($T \approx 10^7$–10^8 К) к центру скопления. При этом общая масса выброшенного из галактик газа достигает 10^{15} $M_{\odot}$. В спектрах некоторых ближайших скоплений (в созвездии Девы, Волос Вероники) обнаружены эмиссионные линии высокоионизованного железа Fe XXV и Fe XXVI при $E = 6{,}7$ кэВ.

Диффузный рентгеновский фон. Во время первых наблюдений в рентгеновском диапазоне при энергиях фотонов более 1 кэВ было обнаружено относительно слабое диффузное излучение, изотропно распределенное по небу. Спектр этого фона может быть аппроксимирован зависимостью степенной формы:

$$j_{\Phi}(E) = 8{,}5E^{-0{,}4} \quad \text{при} \quad 1 \leqslant E \leqslant 20 \text{ кэВ}$$

и (5.7)

$$j_{\Phi}(E) = 167E^{-1{,}4} \quad \text{при} \quad E > 20 \text{ кэВ}$$

где размерность j_{Φ} — кэВ/(см^2 · с · ср · кэВ).

До сих пор остается открытым вопрос является ли это излучение "истинно" диффузным или же оно представляет собой сумму потоков от многочисленных слабых дискретных источников. Попытка решить эту проблему была предпринята во время наблюдений "Обсерваторией им. Эйнштейна", и было показано, что на этом уровне суммарный вклад от далеких квазаров в рентгеновский фон составляет около 15%. Будет ли этот вклад увеличиваться при дальнейшем повышении чувствительности аппаратуры, покажут будущие наблюдения.

Отметим, что пока также нет окончательного ответа на вопрос о происхождении фонового излучения с энергией в десятки — сотни килоэлектронвольт.

§ 2. Принципы регистрации рентгеновских фотонов

Методы регистрации и анализа рентгеновских фотонов в космосе основываются на технике, разработанной и широко применяемой в наземных ядерно-физических исследованиях.

1. *Пропорциональные счетчики.* При $E \lesssim 100$ кэВ основным процессом взаимодействия фотонов с веществом является фотоэффект. Принцип работы пропорционального счетчика основан на фотоэлектрическом поглощении кванта атомом газа, наполняющего счетчик, образовании при этом заряда, величина которого пропорциональна энергии фотона, и последующем усилении заряда под действием электрического поля с сохранением этой пропорциональности.

Устройство пропорционального счетчика аналогично счетчику Гейгера и показано на рис. 93. Если энергия фотона, попавшего в счетчик, превышает энергию K-оболочки E_K, то фотоэффект происходит преимущественно с удалением из атома K-электрона, который приобретает энергию $E - E_K$. Излучаемые в результате последующих каскадных переходов фотоны и электроны, образовавшиеся в результате эффекта Оже, также с большой вероятностью поглощаются в газе, наполняющем счетчик, так что в большинстве случаев вся энергия фотона передается электронам, которые, в свою очередь, в результате столкновений расходуют ее на ионизацию атомов газа (энергия E_{ei}, затрачиваемая на образование одной пары электрон — ион в газе, составляет 20–30 эВ). Таким образом, в результате поглощения фотона образуется облако электронов и ионов малой энергии — облако "первичной ионизации", причем число частиц пропорционально энергии фотона.

Под действием электрического поля электроны первичной ионизации начинают дрейф к аноду. Вблизи анодной нити вследствие цилиндрической геометрии величина напряженности электрического поля увеличивается до нескольких тысяч вольт на сантиметр, и электроны ускоряются до энергий, достаточных для новой ионизации атомов. Процесс развивается

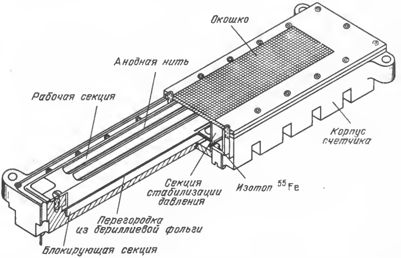


Рис. 93. Схема пропорционального счетчика рентгеновского спектрометра "Филин", установленного на ОКС "Салют-4"

лавинообразно, и в результате на один электрон первичной ионизации создается 10^3-10^5 электронов, образованных в лавине, что и определяет величину коэффициента газового усиления счетчика (КГУ). В отличие от счетчика Гейгера, где амплитуда импульса, снимаемого с анодной нити, не зависит от величины первичной ионизации, в пропорциональном счетчике величина выходного импульса пропорциональна энергии зарегистрированного фотона.

Эффективность регистрации излучения пропорциональным счетчиком определяется вероятностью прохождения фотона через входное окно и поглощения газом счетчика. На рис. 94 для примера приведены массовые коэффициенты поглощения (т.е. отношение линейного коэффициента поглощения κ к плотности вещества ρ) некоторых благородных газов, используемых для наполнения счетчиков, и материалов входных окон.

Вообще зависимость линейного коэффициента поглощения веществом κ при фотоэффекте вдали от краев поглощения может быть записана как

$$\kappa = 3 \cdot 10^{23} n_{\text{am}} Z^5 E^{-3,5} \text{ см}^{-1}, \tag{5.8}$$

где n_{am} — плотность атомов вещества, Z — заряд ядра и энергия E выражена в кэВ.

Материалами входных окон счетчиков служат тонкие слои (около 100 мкм) металлической фольги из бериллия, алюминия и титана, так что при увеличении энергии фотонов выше 2–3 кэВ эффективность определяется только поглощением в газе и уменьшается с ростом E. В области энергий $E \leqslant 2$ кэВ металлические входные окна полностью поглощают падающее излучение, и в окнах счетчиков устанавливаются тонкие и сверхтонкие (до 0,1 мкм) органические пленки — ПЭТФ ($C_{10}H_8O_4$), полипропилен (CH_2), парилен (C_8H_7C) и др. Вероятность поглощения фотонов газом в данном диапазоне энергий практически равна единице, и общая эффективность регистрации (10–50%) определяется вероятностью для фотона пройти через пленку без поглощения.

Трудности конструирования таких счетчиков обусловлены сложностью изготовления сверхтонких пленок и проблемами обеспечения необходимой механической прочности входных окон, так как они должны выдерживать перепад давления между внутренним объемом счетчика и вакуумом, а также механические воздействия при выводе в космос. Кроме

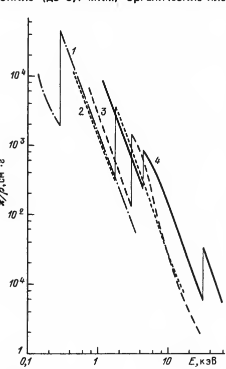


Рис. 94. Массовые коэффициенты поглощения различных веществ в рентгеновском диапазоне. *1* — Полипропилен, *2* — Si, *3* — Ar, *4* — Xe. Для газов величина κ/ρ дана при давлении в 1 атм и температуре в 0° С.

того, тонкие органические пленки пропускают газ, и для поддержания постоянного давления в счетчике во время наблюдений необходимо создание систем, обеспечивающих постоянную подачу газа.

Отметим, что различие в методике наблюдений (использование тонких пленок и систем подачи газа, возможность применения фокусирующей оптики косого падения), а также особенности в спектрах большинства источников, связанные, например, с поглощением межзвездным веществом, определяют естественную границу между "мягким" ($E \lesssim 2$ кэВ) и "стандартным" ($E \approx 2-20$ кэВ) рентгеновскими диапазонами, где широко применяются входные окна из металлической фольги. С другой стороны, рост вероятности комптон-эффекта, использование сцинтилляционных счетчиков и возможность наблюдений на баллонных высотах характерны для "жесткого" рентгеновского диапазона $E \approx 20-100$ кэВ.

2. *Связь спектра импульсов со спектром фотонов.* Пропорциональные счетчики весьма удобны для измерений абсолютной величины потоков от источников и изучения их переменности во времени, если измерения проводятся в широком спектральном интервале — несколько килоэлектронвольт ("фотометрические" наблюдения). Но при анализе формы спектра излучения источника возникают трудности, обычно не позволяющие непосредственно с помощью простейших операций получить форму спектрального распределения излучения. Причин тому несколько:

а) форма наблюдаемого спектра, определяемая формулами (5.1), (5.2) и (5.6) и график зависимости эффективности регистрации от энергии фотонов имеют весьма нелинейный характер;

б) энергетическое разрешение счетчиков (σ_E) невысоко и не может быть сделано лучше некоторого предела, так как оно определяется статистическими флуктуациями σ_{ei} числа первичных пар электрон — ион (которое равно E/E_{ei}), флуктуациями КГУ $\sigma_{\text{КГУ}}$ и величиной шумов электроники на выходе счетчика $\sigma_{\text{ш}}$ [11]

$$\sigma_E^2 = \sigma_{ei}^2 + \sigma_{\text{КГУ}}^2 + \sigma_{\text{ш}}^2 = (F + M) E E_{ei} + \sigma_{\text{ш}}^2, \tag{5.9}$$

где $\sigma_{ei} = \sqrt{E/E_{ei}}$, величина F (так называемый "фактор Фано") учитывает отклонения от пуассоновского распределения в числе электронно-ионных пар при образовании облака первичной ионизации (для пропорциональных счетчиков $F \approx 0{,}3 \div 0{,}7$), коэффициент M учитывает колебания коэффициента усиления и определяется как статистическими флуктуациями, так и геометрией счетчика ($M = 0{,}5 \div 2$). Величина σ_E, так же как E и E_{ei}, обычно выражается в кэВ. У газовых пропорциональных счетчиков уровень шумов электроники $\sigma_{\text{ш}}$ весьма мал и, следовательно, $\sigma_E \propto \sqrt{E}$. Часто вместо σ_E употребляется величина $\Delta E_{1/2}$ — ширина распределения импульсов от монохроматического источника на уровне 50% от максимума распределения. Для распределения Гаусса $\Delta E_{1/2} = 2{,}355\,\sigma_E$. При энергии $E \approx 6$ кэВ величина $\Delta E_{1/2}$ обычно $\gtrsim 1$ кэВ. Наличие конечного энергетического разрешения "размывает" спектр импульсов и, следовательно, первоначальный спектр фотонов;

в) при поглощении фотона газом выбитый из атома электрон имеет энергию $E - E_K$ (E_K — энергия K-оболочки). При последующем переходе электрона в данном атоме с L на K-оболочку излучается квант с энергией $E_K - E_L$, который (для сохранения пропорциональности между величиной импульса на выходе и энергией первичного фотона) также должен быть поглощен в чувствительном объеме счетчика. Но существует конечная вероятность φ_K того, что фотон с энергией $E_K - E_L$ уйдет из газа без поглощения (эффект флуоресценции). В этом случае, как

можно видеть, фотон с знергией E вызовет такой же импульс на выходе счетчика, как и фотон с знергией $E - (E_K - E_L)$, если последний всю знергию оставил в счетчике. Этот эффект приводит к появлению несколько сдвинутого по амплитуде спектра импульсов, и дополнительно затрудняет восстановление истинного спектра фотонов.

В общем случае влияние всех вышеперечисленных факторов приводит к тому, что прямое восстановление спектра фотонов по известному спектру импульсов вообще невозможно, так как спектры излучения самой различной формы приводят к одному и тому же распределению импульсов по амплитуде.

В зтом случае применяется обратная операция — предполагается, что излучение от источника имеет некую заданную форму, определяемую формулой с одним или несколькими параметрами, и в результате обработки находятся значения параметров, наилучшим образом отображающие заданный закон излучения в зарегистрированном спектре импульсов.

При заданном спектре источника с учетом межзвездного поглощения $F(E)$ и отмеченных выше особенностей выражение для зависимости числа накопленных импульсов от знергии фотонов может быть записано следующим образом [12]:

$$\frac{\partial N^T(E)}{\partial E} = (1 - \varphi_K)\, St \int_0^\infty \epsilon(E')\frac{F(E')}{E'}\,\frac{\exp[-(E'-E)^2/\sigma_E^2(E')]}{\sqrt{\pi}\,\sigma_E(E')}\,dE' +$$

$$+ \varphi_K\, St \int_{E_K}^\infty \epsilon(E')\frac{F(E')}{E'}\,\frac{\exp[-(E'-E_K-E)^2/\sigma_E^2(E'-E_K)}{\sqrt{\pi}\,\sigma_E(E'-E_K)}\,dE', \qquad (5.10)$$

где S — площадь входного окна счетчика и t — время наблюдений. Если границы i-го дифференциального канала амплитудного анализатора на выходе счетчика эквивалентны знергиям фотонов E_i и E_{i+1}, то теоретическое число импульсов в данном канале будет

$$N_i^T = \int_{E_i}^{E_{i+1}} \frac{\partial N^T(E')}{\partial E'}\,dE'. \qquad (5.11)$$

В теоретических спектрах степенной или зкспоненциальной формы (см. формулы (5.1), (5.2) и (5.6)) параметрами в общем случае являются величины A, N_H и γ или A, N_H и kT. (A — коэффициент нормировки в спектре). Для их определения вычисляется величина

$$\chi^2 = \sum_i \frac{(N_i^Э - N_i^T)^2}{N}, \qquad (5.12)$$

где $N_i^Э$ — количество импульсов, накопленное в i-ом канале в наблюдениях.

Варьированием по параметрам величина χ^2 минимизируется [13], в результате чего принимается, что найденные значения параметров являются наилучшими при данной форме спектра. Процедура поиска наилучших значений параметров требует большого объема вычислений и может быть выполнена только на ЭВМ.

3. *Методы подавления фона заряженных частиц.* Одной из основных задач при разработке новых зкспериментов является повышение чувствительности аппаратуры по потоку. В наблюдениях с пропорциональными счетчиками без использования собирающих оптических систем зто может быть достигнуто двумя путями — увеличением площади детекторов и подавлением фоновых импульсов. Но при существующих ограничениях

размеров и веса аппаратуры для космических исследований определяющее значение приобретает второй путь.

Основными компонентами паразитного фона в счетчике являются [14]:

частицы космических лучей (в основном, релятивистские протоны) с потоком 0,1–0,5 $см^{-2} \cdot с^{-1}$ на низких орбитах с высотой в 300–500 км;

электроны радиационных поясов Земли — на низких орбитах в экваториальных областях их поток равен 10–100 $см^{-2} \cdot с^{-1}$;

рентгеновские и гамма-кванты, образовавшиеся в результате взаимодействия космических лучей с материалами КА и детектора; попадая в газовый объем счетчика, гамма-кванты при комптоновских столкновениях в газе рождают свободные электроны (поток гамма-квантов сравним с потоком космических лучей).

Одним из методов подавления фона является окружение счетчика с трех или пяти сторон такими же детекторами. Рентгеновский фотон теряет полностью свою энергию в одном акте взаимодействия в основном счетчике, в то время как заряженные частицы на своем пути расходуют энергию на ионизацию малыми порциями, и, обладая большой проникающей способностью, проходят как основной, так и один из "охранных" детекторов, образуя практически одновременно два импульса на их анодах. Далее эти импульсы передаются на входные каскады схемы антисовпадений (АС), которая работает следующим образом: если импульс с основного детектора не сопровождается сигналами с охранных детекторов, то он без искажений передается на выход схемы АС для дальнейшей обработки; если же на входные каскады схемы АС одновременно поступают два импульса, то на выходе схемы АС импульс не появляется.

Таким образом, события, связанные с прохождением заряженных частиц, исключаются из анализа. Эффективность подавления фона с применением охранных детекторов составляет 70–95%.

Более надежно импульсы от заряженных частиц отсекаются схемами дискриминации по фронту нарастания импульса (ДФН). Работа схем ДФН основана на том, что размер облака первичной ионизации при поглощении фотонов с $E \approx 1$–30 кэВ составляет от долей до нескольких миллиметров, в то время как при пролете заряженной частицы трек занимает весь поперечный размер газового объема, т.е. несколько сантиметров, и соответствующее время достижения анода электронами (определяющее фронт нарастания импульса на выходе счетчика) будет составлять не более нескольких десятых долей мкс и 2–3 мкс, соответственно. Разделяя импульсы по этому признаку, удается достичь подавления фона вместе с применением охранных счетчиков до 98–99%. В настоящее время при наблюдениях с КА остаточный (после подавления) фоновый поток в рентгеновской аппаратуре может быть уменьшен до величин порядка 0,01 $см^{-2} \cdot с^{-1}$.

С целью подавления фона от жесткого рентгеновского и гамма-излучения, проникающего в счетчик через боковые стенки, часто используются специальные характеристические экраны, изготовленные из слоев различных веществ толщиной 1–5 мм, с понижением атомного номера материала при переходе от внешних слоев к внутренним. Так, на спутниках "Космос-208", "Космос-428" и "Космос-490" были установлены спектрометры, защищенные экранами из железа (слой, ближайший к счетчику), меди и олова (внешний слой), так что энергия K-уровней (и, соответственно, K_α-линий) уменьшались при приближении к счетчику (так как $E_K \propto Z^2$). Таким образом фотоны с энергией более 30 кэВ (энергия K-края олова) эффективно поглощались на K-оболочке олова. Возникающая при этом K_α-линия олова поглощалась на K-оболочке меди ($E_K \approx 9$ кэВ), а рождав-

шиеся фотоны линии K_α меди поглощались железом, у которого E_K = = 7,1 кэВ [15].

4. *Механические коллиматоры.* Ограничение поля зрения детекторов при наблюдениях необходимо для координатной привязки зарегистрированных источников и для уменьшения скорости счета от диффузного фона. Простейшим коллиматором является набор металлических пластин или трубок, образующих прямоугольные (щелевые) или круглые отверстия над счетчиком. Если наблюдения проводятся в режиме сканирования по небу, то запись сигналов от точечного источника ("отклик" коллиматора) имеет вид импульса треугольной формы. Ширина отклика на полувысоте $\theta_{1/2}$ определяется полем зрения коллиматора.

С механическими коллиматорами, установленными перед счетчиками небольшой площади (несколько квадратных сантиметров) возможно достижение углового разрешения до $\sim 10''$ по одной координате. Такие приборы широко используются для регистрации мощного излучения солнечных вспышек. Так, если в первом солнечном рентгеновском гелиометре, установленном на спутнике "Космос-166", щелевой коллиматор ограничивал поле зрения до 3′, то в гелиометрах спутников "Космос-230", "Интеркосмос-1, -4, -7, -11" величина $\theta_{1/2}$ была уменьшена до 20″. При этом распределение яркости по диску Солнца получалось при сканировании полей зрения по диску в разных направлениях [16].

В отличие от приборов, в которых изображение могло быть получено только сканированием, на спутнике СММ для наблюдений Солнца с угловым разрешением до 8″ в диапазоне 3,5—30 кэВ, был установлен так называемый "изображающий спектрометр", созданный в Великобритании и Нидерландах [17]. Высокое разрешение обеспечивалось сеточным коллиматором, устроенным таким образом, что поля зрения отверстий занимали смежные участки в плоскости изображения, перекрываясь друг с другом. Устройство прибора показано на рис. 95. Несколько сеток с от-

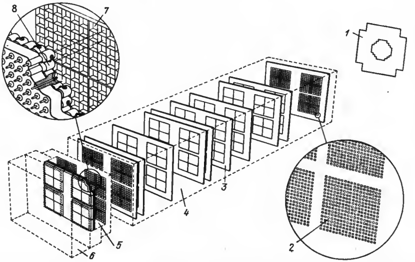


Рис. 95. Схема коллиматора рентгеновского "изображающего" спектрометра спутника СММ. *1* — Конфигурация суммарных полей зрения коллиматора, *2* — расположение отверстий на сетке коллиматора, *3* — сетки, *4* — корпус, *5* — детектор, *6* — блок электроники, *7* — входное окно детектора, *8* — штыревые аноды.

верстиями определенного размера были установлены таким образом, что поле зрения каждого отверстия было независимым. Такой коллиматор является аналогом набора из трубок квадратного сечения, в котором каждая трубка отклонена на свой угол от центра поля зрения. Таким образом, регистрируя по отдельности информацию с каждого отверстия, возможно построение изображения участка диска, на который направлен коллиматор. Длина коллиматора и размер отверстий были выбраны таким образом, что лепестки диаграммы направленности имели угловые размеры от $8'' \times 8''$ (в поле зрения диаметром $3'$) до $32'' \times 32''$ (в поле зрения в $6'$), а площадь каждого отверстия составляла несколько квадратных миллиметров.

Коллиматор был установлен над двумя многоанодными детекторами, причем каждый анод находился в центре соответствующей ячейки коллиматора. Таким образом, в счетчике было размещено 450 анодных выводов, что и определяло число элементов изображения.

Вообще говоря, применение механических коллиматоров с такими малыми полями зрения (одного анода) ограничено наблюдениями Солнца, так как для изучения иных источников собирающая площадь должна быть значительно выше (более 100 $см^2$), что приводит к непомерному увеличению веса коллиматора и большим трудностям в изготовлении и юстировке. Поэтому величина $\theta_{1/2}$ для коллиматоров большой площади обычно составляет не менее нескольких угловых минут по одной координате.

5. *Модуляционные коллиматоры.* Для повышения углового разрешения рентгеновских приборов в 1965 г. было предложено использовать модуляционный коллиматор [18], представляющий собой несколько параллельных проволочных сеток, укрепленных одна над другой (рис. 96). Расстояние между сетками изменяется по формуле $l_n = 2^{-n}D$, где D — общая высота коллиматора (нумерация сеток начинается с верхней). Обычно расстояние между нитями d берется равным их диаметру. В такой конструкции при большой площади коллиматора удается реализовать существенно меньшее, чем у механических коллиматоров, поле зрения по одной координате (до $\sim 1'$) и соответствующую точность локализации источников на небе — до нескольких угловых секунд. Зависимость величин пропускания от угла между направлением на источник и осью коллиматора ("отклик" коллиматора) при наблюдении точечного объекта в режимах сканирования и вращения имеет вид, изображений на рис. 97, *а* и *б*.

При наблюдении в режиме сканирования (рис. 97, *а*) перпендикулярно ориентации нитей запись сигнала от точечного источника состоит из ряда повторяющихся импульсов треугольной формы с шириной на полувысоте, равной $\theta_r = d/D$, и отстоящих друг от друга на угол $\theta_0 = 2^{m-1} d/D$, где m — число сеток. В процессе отождествления на небе отображается ряд узких полос, внутри одной из которых и находится источник. В этом случае для однозначной локализации данные сканирующего модуляционного коллиматора используются вместе с данными других наблюдений. Неоднозначность локализации может быть устранена также при одновременных наблюдениях двумя модуляционными коллиматорами со слегка отличающимися значениями d. В этом случае истинное положение источника находится на пересечении двух областей локализации от разных коллиматоров.

Если наблюдения идут в режиме вращения вокруг оси поля зрения коллиматора (рис. 97, *б*), то при отклонении оси от направления на источник локализация последнего восстанавливается однозначно с применением корреляционного анализа. При разнице в координатах оси вращения и источни-

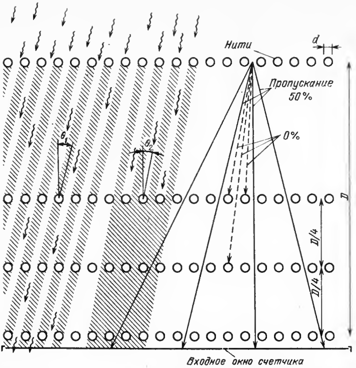


Рис. 96. Схема четырехсеточного модуляционного коллиматора. d — диаметр нитей и величина зазора между ними, D — полная высота коллиматора, $\theta_1 = 8d/D$ и $\theta_2 = 6d/D$ — примеры углов падения фотонов, когда соответствующие величины пропускания модуляционного коллиматора равны 50% и нулю

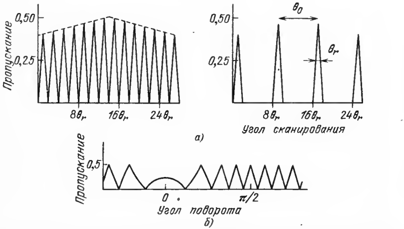


Рис. 97. *а)* "Отклик" модуляционного коллиматора при сканировании наблюдаемого источника (слева — двухсеточный и справа — четырехсеточный коллиматор). Объяснение обозначений дано в тексте. *б)* "Отклик" при наблюдениях в режиме вращения коллиматора вокруг своей оси. Ось коллиматора не совпадает с направлением на источник.

ка, равных $\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$, для каждой точки в поле зрения коллиматора строится корреляционная функция:

$$C(\Delta\alpha,\ \Delta\delta) = \frac{1}{t}\int_0^t n^{\text{Э}}(t')\Phi(\Delta\alpha,\ \Delta\delta,\ t')dt', \tag{5.13}$$

где $\Phi(\Delta\alpha,\ \Delta\delta,\ t)$ — теоретически рассчитанная функция "отклика" коллиматора для источника с данными координатами в зависимости от времени, т.е. рассчитывается вероятность нахождения источника в точке небесной сферы, отстоящей от направления оси коллиматора на $\Delta\alpha$ и $\Delta\delta$ по двум координатам.

§ 3. Наблюдения с пропорциональными счетчиками

Вплоть до конца 70-х годов большинство наблюдений в рентгеновском диапазоне было проведено с помощью пропорциональных счетчиков.

Солнечные инструменты с пропорциональными счетчиками устанавливались на многих спутниках серии ОСО, "Прогноз", "Интеркосмос" и других. В качестве примера можно привести спектрометр РС-1, работавший на спутниках "Прогноз", в котором импульсы анализировались четырехканальным дискриминатором с энергетическими порогами в 4,1—9,7; 9,7—19; 19—33 и 33—54 кэВ [19]. Спектральный диапазон регистрации счетчиками РС-1 определялся пропусканием входного окна из бериллия толщиной 70 мкм (при площади в 0,5 см^2) и поглощением в наполняющем газе — ксеноне. Поле зрения спектрометра во время наблюдений было все время направлено на Солнце.

В комплексе с приборами жесткого рентгеновского и гамма-диапазонов общий энергетический интервал наблюдений на спутниках "Прогноз-1 и 2" составлял от 4 кэВ до 12 МэВ, что, например, позволило подробно изучить энергетический спектр и развитие во времени мощных солнечных вспышек в августе 1972 г.

Поиск рентгеновских источников на небе в 60-х годах проводился в основном во время ракетных и баллонных наблюдений. Но малое время наблюдений, небольшой вес полезной нагрузки и ограничения на ее размеры препятствуют повышению чувствительности при установке счетчиков на ракетах.

При баллонных же наблюдениях в жестком рентгеновском диапазоне на высотах более 40 км, т.е. там, где поверхностная плотность атмосферы становится меньше 3 г/см^2, фактором, существенно усложняющим интерпретацию результатов, становится необходимость учета поглощения рентгеновского излучения в атмосфере над баллоном, так как величина поглощения определяется многими условиями (величиной зенитного расстояния, временем суток, уровнем геомагнитной активности и т.д.) и трудно поддается учету. Кроме того, в жесткой рентгеновской области спектра поток от источников мал по сравнению с фоном. Все это приводит к большим ошибкам при интерпретации результатов.

Наибольший объем наблюдений в рентгеновском диапазоне реализуется в наблюдениях на ИСЗ. Для уменьшения фона от заряженных частиц радиационных поясов наблюдения должны проводиться или на низких (с высотой меньше 500 км) или на высоких ($>$ 100 000 км) участках орбит. Большинство наблюдений было выполнено со спутников, находившихся на околоземных орбитах с небольшим (менее 30—40°) наклонением к экватору.

Вплоть до разработки методов наблюдений, позволяющих повысить точность определения координат зарегистрированных источников до нескольких угловых секунд, отождествление источников с оптическими объектами сталкивалось с большими трудностями, так как при большой площади области локализации в нее попадает множество оптических объектов. Отождествление источников в этих условиях проводится несколькими способами:

— по одновременным изменениям потоков, пульсациям, вспышкам в двух или нескольких областях спектра — рентгеновской и оптической, рентгеновской и радио и т.д.; в частности, в 1971 г. наблюдение синхронных изменений в рентгеновском и радиодиапазонах однозначно подтвердило связь рентгеновского источника Cyg X-1 с OB-звездой;

— по исследованию оптических кандидатов, которыми могут быть пекулярные звезды, звезды с ультрафиолетовыми избытками потока, объекты с яркими эмиссионными линиями, активные ядра галактик, квазары и другие объекты с необычными свойствами.

Локализация (и отождествление) с точностью до нескольких секунд дуги возможна при наблюдениях затмения источника Луной. Идея этого метода принадлежит И.С. Шкловскому. Впервые так был отождествлен с Крабовидной туманностью один из первых обнаруженных в рентгеновском диапазоне объектов. Наблюдения были проведены в 1964 г. во время ракетного полета в момент покрытия. Кроме того, по характеру изменения сигнала от источника в момент покрытия было обнаружено, что источник является протяженным с характерными размерами $\sim 2'$.

При наблюдениях с высот $\lesssim 500$ км метод покрытия источников Луной не очень перспективен, так как за один период обращения вокруг Земли Луна покрывает в общей сложности $\sim 1\%$ неба. Более перспективны наблюдения на расстояниях $(100-300) \cdot 10^3$ км от Земли — при этом может наблюдаться покрытие Луной примерно 20% площади неба.

1. *Спутник "Ухуру".* Первым специализированным спутником, предназначенным для обзора неба с целью поиска рентгеновских источников, был американский спутник "Ухуру" (САС-1). Схема спутника приведена на рис. 98 [20]. Детекторами служили многосекционные пропорциональные счетчики (см. табл. 14). Два набора счетчиков были установлены на противоположных боковых сторонах спутника вместе с механическими коллиматорами, ориентированными противоположно друг другу. Фон заряженных частиц подавлялся схемой дискриминации по фронту нарастания импульсов, а также включением счетчиков в схему антисовпадений (т.е. отбрасыванием совпавших по времени событий в обоих комплектах счетчиков, так как регистрация фотона представляет собой единичный акт). Кроме того, направление двух детекторов в разные стороны позволяло опознавать события, вызванные заряженными частицами малых энергий, поскольку в отличие от точечных рентгеновских источников в областях высокой концентрации электронов последние имеют почти изотропное распределение по направлениям, и одновременное увеличение скорости счета в детекторах с противоположными полями зрения однозначно говорит о том, что это явление, связанное с фоном.

Анализ фотонов по энергиям проводился в 8 каналах. По телеметрии с каждого энергетического канала передавалось количество импульсов, накопленных за периоды опроса (более 0,1 с).

Спутник стабилизировался вращением со скоростью 0,5 град/с. При этом точность ориентации и стабилизации оси составляла 1°. Для координатной привязки обнаруженных источников были установлены звездные фотометры с чувствительностью до 4^m, а для защиты датчиков от мощного потока

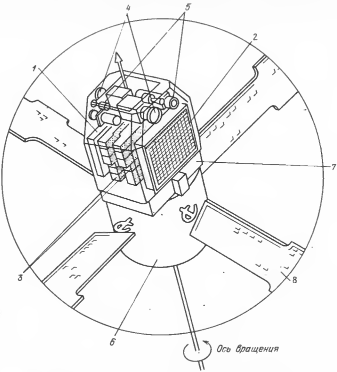


Рис. 98. Схема спутника "Ухуру". *1* — Механические коллиматоры с полем зрения $5^\circ \times 5^\circ$, *2* — коллиматор $0^\circ{,}5 \times 5^\circ$, *3* — комплекты пропорциональных счетчиков, *4* — звездные датчики, 5 — солнечные датчики, *6* — системы ориентации и телеметрии, *7* — блоки электроники, *8* — солнечные батареи.

солнечного излучения — солнечные датчики, снимающие напряжение питания со счетчиков при попадании Солнца в их поле зрения.

Обычно при наблюдениях ориентация оси вращения спутника поддерживалась постоянной в течение суток. При этом производилось многократное сканирование одной полосы на небе для изучения временной и спектральной переменности источников и для повышения чувствительности при обнаружении новых.

2. *Спектрометр "Филин" СКС "Салют-4".* На станции "Салют-4" для наблюдения рентгеновских источников был установлен телескоп-спектрометр "Филин". В качестве детекторов использовались многосекционные пропорциональные счетчики, схема которых приведена на рис. 93. Амплитудный анализ информации проводился в 6 энергетических каналах в диапазоне 0,2—10 кэВ [21].

Наблюдения проводились в трех режимах: орбитальной ориентации (время пребывания источника в поле зрения при пересечении узкой стороны диаграммы составляло около 100 с), вращения со скоростью 0,5 град/с вокруг оси, перпендикулярной полю зрения, и наведения на заданный источник при стабилизации станции в ручном режиме с помощью астроориентатора. В последнем случае время наблюдения источника достигало 30 мин. При наблюдениях аппаратурой "Филин" была достигнута чувствительность в 10^{-2} фотонов/(см$^2 \cdot$ с).

Таблица 14

Наблюдения в рентгеновском диапазоне на ИСЗ с использованием пропорциональных счетчиков

№№	Название ИСЗ	Дата запуска	Площадь счетчиков, $см^2$	Диапазон энергий, кэВ
1	"Ухуру"	12 дек. 1970	2 × 700	2–10 2–20
2	ОСО-7	29 сент. 1971	8 × 70 2 × 20	1–60 1–1,5
3	"Колерник"	21 авг. 1972	15	2,5–7,5
4	АНС	30 авг. 1974	2 × 40	1–40
5	"Ариэль-5"	15 окт. 1974	2 × 145 2 × 145	1,2–5,8 2,4–19,8
6	"Салют-4"	26 дек. 1974	3 × 150 33	2–10 0,2–2
7	САС-3	7 мая 1975	2 × 220 3 × 100 100 60	1,5–10 1,5–10 10–50 0,3–0,45
8	ОСО-8	21 июня 1975	2 × 50 2 × 43 2 × 40 2 × 250 75	0,2–2 1–5 2–20 2–60 2–20
9	ХЕАО-1	12 авг. 1977	7 × 2200 400; 5 × 800 2 × 1000 2 × 350	0,15–20 0,15–60 1–15 1–15
10	ХЕАО-2	13 ноября 1978	720	1–20
11	"Хакучо"	21 февр. 1979	4 × 80 4 × 70 2 × 30	0,1–3 1,5–30 1,5–30
12	"Салют-7"	19 апр. 1982	3 × 1000	2–25
13	ЭКЗОСАТ	26 мая 1983	4 × 500 4 × 500	1–15 5–60
14	"Астрон"	23 марта 1983	2 × 1000	2–25

3. *Аппаратура спутника САС*-3. 7 мая 1975 г. ракетой "Скаут" с морской платформы Сан-Марко в Индийском океане был запущен третий из серии малых астрономических спутников — САС-3. В его задачи входили: локализация галактических и внегалактических источников до $\sim 10''$, наблюдение вспыхивающих источников, спектральные исследования выбранных объектов, а также наблюдения тонкой временной переменности с точностью до 10^{-4} с. Для выполнения этой разнообразной программы на спутнике был размещен комплекс приборов на основе комбинаций различных пропорциональных счетчиков и коллиматоров (рис. 99). Оборудование САС-3 изготовлено в Массачусетсском технологическом институте в США [22].

Для локализации источников на спутнике имелось два модуляционных коллиматора. Другой системой локализации был комплект из трех счетчиков, над которыми размещались плоские коллиматоры с полями зрения

Тип коллиматора и размер поля зрения	Режимы наблюдений	Точность локализации источников на небесной сфере
механич. 0°,5 × 5°	вращение *T* = 12 мин	неск. мин.
механич. 5° × 5°		дуги
механич. 1°; 3°	вращение *T* = 2 с	6′
механич. 1°; 3°		
	наведение	
механич. 1°–3°		0′,5
механич. 10′ × 3°	наведение, качание	1′
	сканирование *T* = 100 мин	
механич. 0°,75 × 10°6	вращение *T* = 6 с	20′
механич. 3° × 10°	наведение	
	сканирование *T* = 12 ÷ 90 мин	1°
модуляц. 2′,3; 4′,5	наведение	
механич. 1° × 60°	сканирование *T* = 90 мин	10″
механич. 0,°5 × 60°		
механич. 2°		
механич. 3°	вращение *T* = 10 с	6′
механич. 5°		
механич. 5°		
механич. 5°		
механич. 3°		
механич. 0°,5–8°	вращение *T* = 10 ÷ 30 мин	5″
механич. 1°,5–6°		
модуляц. 4′		
модуляц. 0′,5; 2′		
механич. 1°	наведение	—
механич. 3° × 6°, 3° × 25°	вращение *T* = 10 с	0°,5
модуляц. 0°,5 × 18°; 5° × 18°		
механич. 2° × 50°		
механич. 3°	наведение	10′
	вращение *T* = 12 ÷ 90 мин	
механич. 45′	наведение	
механич. 45′	качание 0,1 град/с	лучше 10″
механич. 3°	наведение	10′
	вращение *T* = 12 мин	

1° × 60° и 0°,5 × 60°. Поля зрения боковых коллиматоров были наклонены на ±30° относительно центрального; таким образом при сканировании небесной сферы для каждого источника получались три полосы локализации, из пересечения которых определялось истинное положение (аналогично, с наклоном на ±25° к оси вращения были ориентированы и коллиматоры над счетчиками спутника "Ариэль-5"). Точность локализации источников тремя плоскими коллиматорами спутника САС-3 достигала 1′.

Наблюдения спутником САС-3 проводились или в режиме трехосной стабилизации с использованием гироскопов, звездных датчиков и датчиков инфракрасной вертикали, или в режиме вращения с заданной ориентацией оси и периодом вращения, равным орбитальному. Для амплитудного анализа на спутнике имелся один 16-канальный анализатор, который по команде подключался к выбранному счетчику.

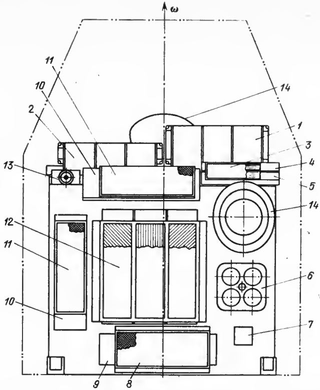


Рис. 99. Оборудование спутника САС-3. *1* и *2* — Модуляционные коллиматоры с углами в 2',34 и 4',5, *3* — коллиматор, *4* и *5* — счетчики для наблюдений источника Sco X-1, *6* — четыре параболических концентратора, *7* — юстировочное зеркало, *8* — коллиматор и *9* — счетчик с окном из Ti, *10* — счетчики с окном из Be и *11* — коллиматоры над ними, *12* — три счетчика с пересекающимися полями зрения, *13* — датчик ярких объектов, *14* — диссекторные звездные датчики. Штрихпунктирной линией обозначен обтекатель ракеты-носителя.

Со спутника САС-3 за 4 года наблюдений были проведены детальные исследования физических характеристик многих галактических источников, локализовано (с точностью до 20") около сотни объектов, получен большой наблюдательный материал по рентгеновским барстерам и т.д.

4. *Спектрометры СКР-02 ОКС "Салют-7" и станции "Астрон"*. Для наблюдений рентгеновских источников в широком спектральном диапазоне 2—25 кэВ с высокой чувствительностью, изучения их переменности во времени, а также для проведения программы наземно-космических синхронных и координированных исследований таких объектов с участием в наблюдениях наземных телескопов в СССР были разработаны и размещены на орбитальной станции "Салют-7" и автоматической астрономической станции "Астрон" спектрометры СКР-02 ("Спектрометр космический рентгеновский"). В этих спектрометрах регистрация излучения проводится пропорциональными счетчиками, суммарная площадь которых для рентгеновского излучения составляет 3000 см^2 на ОКС "Салют-7" и 2000 см^2 на станции "Астрон". На ОКС "Салют-7" плиты со счетчиками (и оптическими датчиками) размещены в отсеке научной аппаратуры, а на станции

"Астрон" — по обеим сторонам от ультрафиолетового телескопа "Спика" (см. рис. 29,*б*). Поле зрения детекторов ограничивается механическими коллиматорами до 3°.

При наблюдениях большим количеством счетчиков возрастает вероятность отказа или отклонений от режима какого-либо детектора (или группы детекторов). Поэтому в спектрометрах предусмотрена автоматическая калибровка детекторов, включаемая по командам с Земли. Механическое устройство (бленкер) вводит поочередно в поле зрения каждого счетчика изотоп ^{55}Fe; выходные сигналы, как обычно, передаются на телеметрию. Таким образом, проверяется фактическое значение КГУ и другие параметры счетчиков.

В случае неисправности, вызывающей самопроизвольные разряды в счетчике (например, обрыв анодной нити), предусмотрена возможность определения неисправного детектора (группы детекторов) и отключения питания от неисправного блока для обеспечения впоследствии нормальной работы остальной аппаратуры.

Наблюдения на "Салюте-7" проводятся или в режиме трехосной ориентации станции с контролем ориентации по астроориентатору (в этом случае обеспечивается наблюдение источника в течение 10—30 минут), или же в режиме гравитационной стабилизации, когда ось поля зрения счетчиков направлена перпендикулярно местному зениту и сканирует по небесной сфере со скоростью порядка 0,1 град/с (в последнем случае производится обзор неба). На станции "Астрон" наблюдения проводятся в основном в режиме трехосной ориентации на исследуемый источник. При таких наблюдениях постоянство фона заряженных частиц на высокоапогейной орбите и возможность накопления информации до нескольких часов обеспечивают максимальную чувствительность аппаратуры, которая соответствует примерно 10^{-12} эрг/(см^2 · с). Кроме того, временное разрешение спектрометра СКР-02 на станции "Астрон" составляет 2 мс, что важно для исследования быстрых флуктуаций потока от источника.

Так как оптические оси телескопов "Спика" и СКР совпадают, на "Астроне" можно наблюдать источники одновременно в ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах. И, наконец, наблюдения на высокоапогейной орбите позволяют проводить локализацию и определять угловые размеры многих источников, используя метод покрытия их Луной.

В СССР разработан и спектрометр СКР-01 для регистрации излучения в диапазоне 0,1—7 кэВ, который состоит из 10 включенных параллельно пропорциональных счетчиков. Во входных окнах счетчиков установлена полипропиленовая пленка толщиной в несколько микрометров, а общая эффективная поверхность спектрометра, воспринимающая рентгеновское излучение, равна 500 см^2 (полная геометрическая поверхность в 12 раз больше) [23].

5. *Обсерватория ХЕАО*-1. 12 августа 1977 г. был запущен спутник ХЕАО-1, предназначенный для обзора неба в диапазоне энергий фотонов 0,15—20 кэВ, локализации обнаруженных объектов до нескольких угловых секунд, а также исследования переменности и спектральных характеристик источников в широком диапазоне энергий — от 0,15 кэВ до ~1 МэВ (рис. 100). Для выполнения этой программы на спутнике был установлен комплекс инструментов.

Поиск источников с наивысшей чувствительностью (порядка 10^{-12} эрг/(см^2 · с) осуществлялся системой из 7 многосекционных пропорциональных счетчиков с эффективной площадью по 2200 см^2 каждый.

Второй системой для изучения источников и диффузного рентгеновского фона был набор из 6 пропорциональных счетчиков, энергетический диапа-

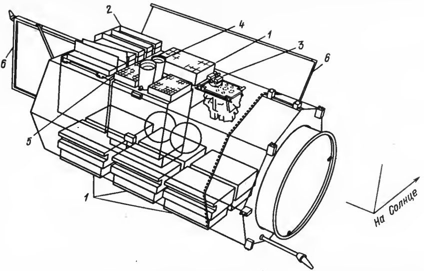


Рис. 100. Спутник ХЕАО-1. *1* — Комплект пропорциональных счетчиков на диапазон 0,15—20 кэВ, *2* — детекторы для наблюдений в диапазоне 0,2—60 кэВ, *3* — сцинтилляционные детекторы для регистрации излучения с энергией 0,01—10 МэВ, *4* — звездные датчики, *5* — сканирующие модуляционные коллиматоры, *6* — панели СБ.

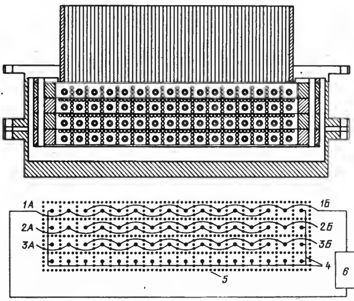


Рис. 101. Разрез и схема соединения анодных нитей пропорционального счетчика ХЕАО-1. *1А* и *1Б*, *2А* и *2Б*, *3А* и *3Б* — группы соединенных между собой анодных нитей, *4* — группа анодов, сигнал с которых подавался на схему антисовпадений, *5* — перегородки между отдельными секциями счетчика, выполненные в виде металлических сеток-катодов, *6* — дополнительные схемы антисовпадений для каждого ряда секций счетчика (на рисунке показана только для верхних секций).

зон которых составлял от 0,15 до 60 кэВ. Разрез и схема соединения анодных нитей счетчика приведены на рис. 101. В этом приборе каждый многосекционный счетчик с несколькими рядами анодов образовывал "бесстеночную" конструкцию; в качестве охранного детектора для подавления фона заряженных частиц использовался ряд секций, прилегающих к краям счетчика, т.е. сигналы с анодов этих секций подавались на схему антисовпадений. Такая конструкция счетчика позволила понизить минимальную энергию заряженных частиц, отсекаемых схемой антисовпадений. Кроме того, анодные нити основных секций счетчика, как показано на нис. 101, были соединены через одну друг с другом, и сигналы с них проходили через дополнительные схемы антисовпадений, установленные отдельно для каждого ряда секций [24]. Такая схема способствовала дополнительному подавлению фона, учитывая тот факт, что каждый фотон может поглотиться газом только в одной секции, в то время как заряженная частица при своем движении чаще всего ионизует газ в двух или нескольких секциях. Для предотвращения попаданий в детекторы электронов с энергией менее 50 кэВ перед счетчиками были установлены электромагниты, которые удаляли электроны из поля зрения. Принятые меры позволили уменьшить уровень фона на выходе счетчика, обусловленного заряженными частицами, до $\sim 0{,}01$ имп/(см$^2 \cdot$ с) в пересчете на единицу площади чувствительной поверхности счетчика и, в частности, детально изучить спектр диффузного рентгеновского фона и распределение фонового излучения по небесной сфере.

Прибор для локализации источников на небе с точностью до 5″ состоял из двух сканирующих четырехсеточных модуляционных коллиматоров, угол между плоскостями максимального пропускания которых составлял 20°; таким образом при сканировании по небу область локализации каждого источника представляла собой несколько параллелограммов с углами при вершинах в 160° и 20° [25]. Неоднозначность в локализации устранялась при обработке данных с привлечением данных первых двух инструментов спутника ХЕАО-1 и других сведений (например, результатов поиска в оптике пекулярных объектов в областях локализации и т.д.).

Наблюдения спутником ХЕАО-1 проводились в режиме сканирования, причем ось вращения удерживалась в направлении на Солнце, и, таким образом, за полгода проводился обзор всего неба. На протяжении одного года после запуска получен большой наблюдательный материал по нескольким тысячам рентгеновских источников.

6. *Спутник "ЭКЗОСАТ"*. Очередным крупным этапом в рентгеновской астрономии явилось выведение на орбиту в мае 1983 г. специализированного европейского рентгеновского спутника "ЭКЗОСАТ" ("EXOSAT" — "European X-Ray Observatory Satellite"), на котором установлен комплекс из 8 пропорциональных счетчиков для регистрации излучения в диапазоне 1–60 кэВ. Наблюдения на этом спутнике проводятся с высокоапогейной орбиты (высота апогея — 250 000 км и наклонение — 72°) и выполняются или в режиме трехосной стабилизации, или при "качании" оси прибора вокруг направления на источник. Временно́е разрешение полученных данных достигает 10 мкс [26].

§ 4. Наблюдения с координатно-чувствительными детекторами

В пропорциональном счетчике параметры выходного импульса не зависят от места поглощения фотона в чувствительном объеме. В то же время развитие наблюдательной техники в рентгеновской астрономии, повышение чувствительности и углового разрешения, регистрация изображе-

ний, получаемых зеркальными рентгеновскими телескопами и другими приборами, невозможны без разработки методов определения координат зарегистрированного фотона на входном окне детектора.

1. *Фотоэмульсия.* Естественными детекторами такого типа, применяемыми и в рентгеновской астрономии, являются фотоматериалы. При всех достоинствах и недостатках их использования, которые уже обсуждались выше, отметим, что с повышением энергии фотона коэффициент поглощения в эмульсии падает и, следовательно, эффективность регистрации уменьшается. Поэтому фотоэмульсии применимы только для детектирования мягкого рентгеновского излучения $E \leqslant 1$ кэВ, а эффективность регистрации в этом случае не превышает 10%.

2. *Многосекционные счетчики.* Координатно-чувствительным детектором является многосекционный счетчик с независимым сигнальным выходом с каждой секции, или многоанодный счетчик со схемой, распознающей номер анода, зарегистрировавшего событие (такой детектор был установлен после изображающего коллиматора спутника СММ). В одном из первых наблюдений по картографированию Петли в Лебеде в мягком рентгеновском диапазоне многосекционной счетчик находился в фокусе системы из восьми параболических концентраторов (рис. 102). В этих наблюдениях было достигнуто угловое разрешение до $0^\circ{,}1$ в плоскости, перпендикулярной анодам (при полном поле зрения в 2°); при сканировании получено изображение остатка сверхновой — Петли в Лебеде [27].

3. *Счетчики с резистивным анодом.* Информация о месте регистрации фотона вдоль анодной нити может быть получена при использовании так называемого резистивного анода. В счетчиках этого типа анодная нить изготовлена из материала с большим удельным сопротивлением (до 100 кОм на 1 см) (например, из напыленного на кварцевой нити углерода). Информацию снимают с обоих концов анодной нити. При малой величине входного сопротивления усилителей по сравнению с сопротивлением анодной нити заряд, образованный электронной лавиной, делится на две части, и на выходах усилителей регистрируются импульсы разной амплитуды. По отношению амплитуды импульса с одного конца к сумме амплитуд с двух усилителей определяется место образования лавины. Возможны и другие способы определения координаты взаимодействия фотонов в резистивном счетчике (см., например, [28]). Достигнутая точность определения координаты вдоль анодной нити в настоящее время составляет доли миллиметра при длине анода в несколько сантиметров. Такие счетчики, например, были установлены в качестве приемных эле-

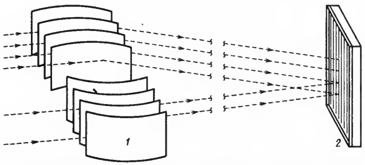


Рис. 102. Схема ракетного прибора с параболическими концентраторами и многоанодным пропорциональным счетчиком. *1* — Концентраторы, *2* — счетчик.

ментов рентгеновских "камер-обскур" на английском спутнике "Ариэль-5". Излучение попадало на счетчик, чувствительный к фотонам с E = = 3–6 кзВ, через малое отверстие площадью 1 см^2, расположенное на расстоянии 16 см от счетчика [29]. Угловое разрешение составляло около 4° и поле зрения (вдоль анода) — 90°. Две камеры-обскуры были установлены под углом в ±45° относительно экваториальной плоскости спутника, так что при вращении осматривалось 75% поверхности неба, за исключением областей, лежащих на краях поля зрения камер. По данным об ориентации спутника в каждый момент времени определялся "азимут" зарегистрированных источников. Камерой-обскурой обнаружены десятки вспыхивающих источников (в том числе и самый яркий — А 0620–00) и прослежены их кривые блеска; исследовались и яркие (более 0,15 фотонов/(см^2 · с)) "стационарные" источники.

4. *Счетчики с анодной и катодной сетками*. При собирании на аноде злектронной лавины индуцируется соответствующий положительный заряд на катоде. Поэтому, используя в качестве анода и катода сетки из нитей, ориентированных перпендикулярно друг другу, и регистрируя сигналы с соответствующих нитей, можно определить две координаты события. Такой счетчик площадью 100 см^2 использовался в ракетных наблюдениях. В счетчике информация о координатах собиралась с двух катодных сеток (каждая из 180 нитей), нити которых были ориентированы взаимно перпендикулярно. Между катодами располагалась плоскость анодной сетки. Разрешение по координате составляло до 0,2 мм [30].

Отличительной особенностью данного счетчика является наличие дрейфового промежутка от входного окна до первой катодной сетки. При высоте зтого промежутка в 1–2 см фотоны, попадая в счетчик, поглощаются вблизи входного окна, а затем облако первичной ионизации движется в дрейфовом промежутке к верхней катодной сетке (на которую подан потенциал, положительный по абсолютной величине и отрицательный относительно анода) без усиления. При зтом облако расширяется поперек силовых линий поля до размеров в 1 мм, так что сигнал появляется как минимум на двух смежных анодных нитях. Индуцированные положительные импульсы рождаются на более чем 40 нитях каждой катодной сетки, и при обработке определяется истинное положение события по распределению сигналов на нитях обеих катодных сеток (метод декодирования по распределению зарядов). Именно поэтому в такой конструкции удается реализовать более высокую точность, чем расстояние между нитями [30].

5. *Камеры-обскуры и коллиматоры с кодированной маской.* О рентгеновской камере-обскуре спутника "Ариэль-5" говорилось выше. Основным недостатком приборов такого рода является малая площадь входного отверстия и, следовательно, низкая чувствительность, что ограничивает их применение в основном наблюдениями Солнца. Так, на ракетах "Вертикаль" в 1970–1971 гг. фотографирование солнечного диска проводилось блоком из 12 камер-обскур с диаметрами входных отверстий в 0,13–0,2 мм [31], что вместе с расстоянием до фотопленки в 30 см и определяло их угловое разрешение в 2′–1′,5. Нужный участок спектра выделялся фильтром из алюминия или бериллия, установленным перед входным отверстием.

В 1968 г. был предложен способ повышения чувствительности камер-обскур путем замены сплошного зкрана с одним отверстием на зкран с большим числом отверстий, расположенных случайным образом — метод кодированной апертуры [32]. В этом случае пропускание зкрана повы-

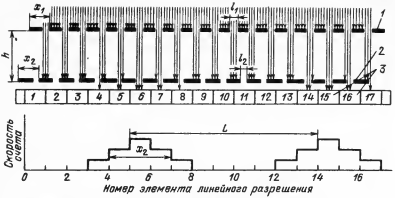


Рис. 103. Схема автомодуляционного коллиматора. *1* — Верхняя сетка, *2* — нижняя сетка, *3* — элементы разрешения позиционно-чувствительного счетчика.

шается до 0,2–0,5 (по отношению к полной поверхности экрана), а на поверхности двухкоординатного позиционно-чувствительного детектора возникает "образ" точечного источника, соответствующий картине расположения отверстий экрана. Угловое разрешение определяется размером отверстий экрана, расстоянием от экрана до счетчика и линейным разрешением последнего. Если в поле зрения прибора оказывается несколько источников, то корреляционным анализом распределения числа накопленных импульсов от координат в детекторе можно локализовать каждый источник. Например, английские ракетные наблюдения источников в районе галактического центра проводились детектором с кодированной апертурой. При площади в 500 см^2 угловое разрешение составляло $3' \times 21'$ [33]. Обнаружено несколько дискретных источников в области центра Галактики.

6. *Автомодуляционный коллиматор.* Для наблюдений источников с высоким угловым разрешением и без использования зеркальной оптики недавно предложена весьма многообещающая идея "автомодуляционного коллиматора" [34], представляющего собой две плоскопараллельные сетки, установленные перед позиционно-чувствительным детектором (рис. 103), периоды которых немного отличаются друг от друга.

Предположим, что верхняя сетка имеет шаг x_1, нижняя x_2, причем $|\Delta x| = |x_2 - x_1| \ll x_1, x_2$, а ширина щелей верхней сетки l_1 и нижней l_2. Тогда прозрачности щелей соответственно равны $p_1 = l_1/x_1$ и $p_2 = l_2/x_2$, причем $p_1 \approx p_2$. Легко видеть, что в этом случае образ источника на детекторе (распределение числа накопленных импульсов по координате) будет являться периодической структурой с периодом $L = x_1 x_2/\Delta x$ и полушириной

$$x_r = [\,(\,l_1 + \frac{1}{2}\,|\,l_1 - l_2\,|)/|\Delta x|\,]\,x_2\,. \tag{5.14}$$

Периоду функции отклика коллиматора соответствует угол на небесной сфере

$$\theta_L = \operatorname{arctg}\left(\frac{x_1}{h}\right), \tag{5.15}$$

где h — расстояние между сетками.

Полуширине x_r соответствует угол

$$\theta_r = \mathrm{arctg}\ \frac{l_1}{h} \approx \frac{l_1}{h}\ . \qquad (5.16)$$

При сдвиге источника в поле зрения на угол θ изображение верхней сетки смещается по нижней на величину $x_\theta = -h\,\mathrm{tg}\theta$, а изображение источника на детекторе — на величину

$$x = \frac{x_2}{\Delta x}\ h\ \mathrm{tg}\ \theta = -Mx_\theta\ , \qquad (5.17)$$

где M — "коэффициент усиления" коллиматора.

Такой метод позволяет измерять весьма малые величины смещений θ. Очевидно, что угловое разрешение коллиматора определяется величиной θ_r, а максимальный угол поля зрения, при котором возможна однозначная локализация, — углом θ_L. Таким образом, угловое разрешение θ_r может быть доведено до $8'' - 10''$.

Для увеличения прозрачности коллиматора можно увеличить ширину щелей верхней сетки так, что $l_1 > x_1/2$. Тогда изображение источника на детекторе окажется обратным — на месте минимумов будут максимумы и наоборот — и увеличится полное пропускание $p = p_1 p_2$.

Преимуществом автомодуляционного коллиматора является возможность использования его до энергий в 80 — 100 кэВ при наличии соответствующих детекторов.

§ 5. Рентгеновские телескопы косого падения

На применение оптики косого падения в рентгеновском диапазоне распространяются те же ограничения, которые справедливы для крайней ультрафиолетовой области (см. предыдущую главу), с тем дополнением, что они становятся еще более жесткими. Так, величины углов полного внутреннего отражения уменьшаются примерно до 1° при $\lambda \approx 10$ Å, что приводит к падению собирающей поверхности зеркала и увеличению фокусного расстояния. Кроме того, еще больше возрастают требования к чистоте поверхности зеркал — например, для получения углового разрешения в несколько угловых секунд величина микронеровностей зеркала не должна превышать ~ 100 Å. Все это рождает весьма сложные технические проблемы при создании рентгеновских зеркальных телескопов и ограничивает спектральный диапазон их применения мягкой рентгеновской областью и полем зрения не более 2°. Тем не менее в последнее десятилетие было разработано несколько мощных телескопов косого падения, позволивших существенно повысить чувствительность рентгеновских наблюдений. Сведения о некоторых из этих телескопов приведены в табл. 15.

1. *Параболические концентраторы.* На спутнике АНС был установлен параболический концентратор, в котором перед детектором с площадью входного окна в 6 см^2 могли помещаться диафрагмы, ограничивающие поле зрения до 34′ или 120′. Диск, в котором имелись сменные диафрагмы, мог устанавливаться в несколько положений, в том числе — в положение калибровки (при этом входное окно счетчика засвечивалось изотопом ^{55}Fe, а поток от зеркала перекрывался) и в положение с ультрафиолетовым фильтром из MgF_2 (такой фильтр прозрачен к ультрафиолетовым фотонам и непрозрачен к рентгеновскому излучению) для учета проходящего в счетчик ультрафиолетового излучения.

На спутнике САС-3 (см. рис. 99) были установлены четыре никелевых концентратора площадью по 10 см^2 каждый с детекторами, наполненными

Таблица 15
Сведения о рентгеновских телескопах косого падения

Вид	№№	Название инструмента или КА	Год запуска	Диаметр зеркала, см	Фокусное расстояние, см
Параболические концентраторы	1	ИСЗ АНС	1974	10	80
	2	РТ-4 (ОКС "Салют-4")	1974	19,5	62,4
Телескопы системы Уолтера I типа	3	ИСЗ ОСО-4	1967	7,6	83,6
	4	ОКС "Скайлэб"	1973	30	213
	5	ИСЗ "Обсерватория им. Эйнштейна"	1978	56	340
	6	ЭКЗОСАТ	1983	28	109
	7	РОСАТ (проект)	1987?	83	240
	8	АКСАФ (проект)	1991?	120	1000

пропаном, и диском с набором диафрагм (0°; 0°,75 и 3°) и фильтров [22].

На станции "Салют-4" в 1975 г. был установлен рентгеновский телескоп РТ-4 с фокусным расстоянием в 62,4 см и максимальным диаметром зеркала, равным 19,5 см. Углы скольжения аксиальных лучей менялись вдоль поверхности параболоида от 4°,5 до 8° (рис. 104). В фокусе концентратора был установлен пропорциональный счетчик диаметром 3 см (размер счетчика определял поле зрения системы) с экраном из полипропиленовой пленки толщиной 2 мкм. Счетчик был снабжен газопроточной системой. Наблюдения проводились в режиме наведения. Грубую ориентацию осуществлял экипаж станции с помощью астроориентатора, а затем включалась система автоматического гидирования с точностью около 1° [35].

С учетом коэффициента отражения эффективная площадь зеркала при E = 0,28 кэВ составляла 100 см^2, что и позволило в процессе наблюдений в течение 500 с достичь чувствительности телескопа в $6 \cdot 10^{-2}$ фотонов/(см^2 · с) или 0,1 фотона/(см^2 · с · кэВ).

Отметим, что в уже упоминавшихся наблюдениях по картографированию Петли в Лебеде в качестве концентраторов использовалась система из 8 "плоских" параболоидов, т.е. поверхностей, изогнутых по параболе только по одной координате; в другом направ-

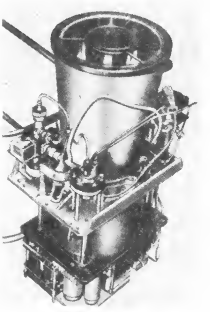


Рис. 104. Рентгеновский телескоп РТ-4, установленный на ОКС "Салют-4".

	Эффект. площадь зеркал, см²	Диапазон длин волн, А	Угловое разрешение
	140	44–70	0°,5
	100	44–80	3°,5
	2	2,5–12	20″
	42	2–60	3″
	400	3–120	2–4″
	2 × 90	6–300	8″
	1140	6–120	7″
	1400	1,5–120	0″,5

лении сечение этих поверхностей представляло собой прямую линию. Таким образом, эта система фокусировала излучение только по одной координате (в плоскости сканирования).

В будущем, на европейской ОКС ''Спейслэб'' предполагается установить четыре параболоида вращения с суммарной эффективной площадью (с учетом коэффициента отражения зеркал) в 700 см^2 при энергии в 0,5 кэВ для наблюдений рентгеновских источников в диапазоне $E < 2$ кэВ [36].

2. *Системы зеркал параболоид + + гиперболоид.* В рентгеновских двухзеркальных системах косого падения, дающих возможность получать изображения, используется система Уолтера I типа (см. рис. 70). Наблюдения Солнца такими инструментами в ракетных полетах проводились с 1965 г., а первым солнечным рентгеновским телескопом из ИСЗ, проработавшим около 5 месяцев, был рентгеногелиометр ОСО-4 (см. табл. 15). Более мощный инструмент с улучшенным на порядок угловым разрешением был установлен на ОКС ''Скайлэб''. Этим телескопом за 9 месяцев работы получено около 35 000 изображений Солнца [37].

Для защиты от видимого, ультрафиолетового и инфракрасного излучения Солнца перед зеркалами был укреплен предварительный фильтр—тонкая (0,14 мкм) алюминиевая фольга на поддерживающей никелевой сетке.

Во время наблюдений с участием экипажа изображение Солнца в мягком рентгеновском диапазоне выводилось на пульт управления телескопа, расположенный в рабочем отсеке станции. Для этого соосно с основными зеркалами был установлен дополнительный маленький телескоп косого падения диаметром 7,6 см и фокусным расстоянием 81 см. В его фокальной плоскости располагался сцинтилляционный кристалл, выполняющий роль конвертора рентгеновских фотонов в видимое излучение, которое затем попадало на фотокатод диссекторной камеры. Сигналы с выхода фотоумножителя диссектора подавались на экран пульта управления.

Информация о спектре регистрируемых областей получалась двумя путями — с помощью укрепленных на вращающемся диске фильтров и с помощью объективной решетки.

В последнем случае для получения спектров активных областей с дисперсией 0,5 мин. дуги/Å (~3 Å/мм) решетка вводилась в пучок фотонов, идущий от телескопа. Она изготовлялась путем напыления на подложку (париленовую пленку толщиной 1 мкм) штрихов золота (1400 штрихов/мм) толщиной 1000 Å. Эффективность такой решетки достигает максимума в 16% на длине волны $\lambda = 12$ Å. При меньших длинах волн тонкие слои золота становятся прозрачными к излучению, а при $\lambda > 12$ Å непрозрачной становится подложка из парилена. Объективная решетка обеспечивала разрешение $\lambda/\Delta\lambda \approx 50$ при $\lambda = 7$ Å.

Заданные параметры качества изображения, даваемого телескопом, могли быть выполнены только при условии достаточного термостатирования оптической части инструмента. Поэтому телескоп был снабжен ав-

тономной системой терморегулирования, поддерживавшей в течение периода наблюдений температуру в 21° ± 1° С (температура платформы АТМ сохранялась на уровне 13 °С).

3. *"Обсерватория им. Эйнштейна".* Крупным достижением рентгеновской астрономии явилось выведение на орбиту в 1978 г. "Обсерватории им. Эйнштейна" (рис. 105). Рентгеновский телескоп обсерватории состоял из 4 соосных пар зеркал параболоид—гиперболоид. Эффективная площадь, составлявшая 400 см^2 при $E \leqslant$ 1 кэВ, уменьшалась до 30 см^2 при росте E до 4 кэВ из-за падения коэффициента отражения и уменьшения критического угла. Качество изготовления и юстировки зеркал позволило достичь углового разрешения в 2 — 4″ [38]. Наблюдения проводились до апреля 1981 г., когда иссякли запасы газа для функционирования системы стабилизации. Детекторы находились в фокальной плоскости на вращающейся платформе и по команде с Земли устанавливались в пучок фотонов поворотом турели.

Основным прибором, наблюдения с которым занимали 70% времени работы телескопа, являлся так называемый изображающий пропорциональный счетчик (ИПС), представляющий собой двухкоординатный детектор. В нем, аналогично описанным выше счетчикам, сетка анодных нитей находилась между катодными, каждая из которых представляла собой одну нить, натянутую волнообразно по площади 7,6 × 7,6 см с периодом в 1 мм. Ориентация двух катодных сеток была взаимно перпендикулярной. С обоих концов катодной нити одной сетки снимались импульсы, по времени нарастания которых оценивалось место события. Таким образом, точность локализации зарегистрированного фотона составляла около 1 мм, а угловое разрешение счетчика — соответственно 1′. Импульсы с анодной сетки направлялись в амплитудный анализатор на 32 канала. Время прихода фотона определялось с точностью до 12,5 мкс [39].

Фон заряженных частиц в счетчике составлял 10^{-3} имп/(мм^2 · с) и, хотя эта величина на порядок больше, чем в аппаратуре "Ухуру", в элементе 1′ × 1′ (1 мм × 1 мм) при наблюдениях за 1000 секунд накапливался только один фоновый импульс (случай ограничения чувствительности дисперсией числа фотонов от источника).

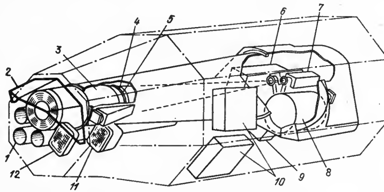


Рис. 105. Схема "Обсерватории им. Эйнштейна" (ХЕАО-2). *1* — Три звездных датчика, *2* — защитная крышка от солнечного излучения, *3* — зеркала косого падения, *4* — объективная решетка, *5* — фильтры, *6* — фокальный кристаллический спектрометр, *7* — детектор высокого разрешения, *8* — полупроводниковый детектор в криостате, *9* — пропорциональный счетчик, дающий изображение, *10* — блоки электроники, *11* — мониторный счетчик, *12* — коллиматор мониторного счетчика.

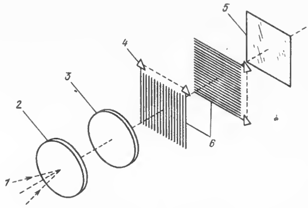


Рис. 106. Схема прибора высокого разрешения "Обсерватории им. Эйнштейна". *1* — Падающее излучение после отражения от зеркал и прохождения фильтров, *2* и *3* — микроканальные пластины, *4* — устройства передачи сигналов на предусилители, *5* — отражательная пластина, *6* — сетки.

Эффективная площадь системы зеркало + счетчик, учитывающая эффективность регистрации фотонов счетчиком, составляла для ИПС $\sim$ 100 см^2, что вместе с указанной величиной фона обусловливало порог регистрации за время накопления в 10^5 с (режим "глубокого поиска") до рекордного уровня в $10^{-13} - 10^{-14}$ эрг/(см$^2 \cdot$ с).

Если ИПС позволял достичь предела по чувствительности, то наивысшее угловое разрешение достигалось прибором высокого разрешения (ПВР). В этом детекторе усиление сигнала производилось двумя микроканальными пластинами [40].

Использование микроканальных пластин в рентгеновской области спектра обеспечивает хорошее пространственное разрешение (в десятки мкм) и высокий коэффициент усиления (до 10^7). Для повышения эффективности регистрации (до $\sim$ 10%) поверхности каналов покрывают слоями из тяжелых металлов, щелочно-галоидных соединений и т.д. С другой стороны, микроканальные пластины не обеспечивают спектрального разрешения, и оценить спектр приходящего излучения можно только с помощью сменных фильтров или объективной решетки.

В ПВР (рис. 106) использовались микроканальные пластины с покрытием каналов из MgF_2. Ориентация каналов передней пластины была параллельной оптической оси, что обеспечивало надежную регистрацию падающих фотонов. Общий коэффициент усиления двух пластин достигал $5 \cdot 10^7$, а эффективная площадь системы "зеркало + детектор" составляла 20 см^2 при E = 0,28 кэВ, уменьшаясь до 5 см^2 при E = 2 кэВ.

После усиления облако электронов собиралось двумя сетками, которые находились под такими потенциалами, что полный заряд лавины делился между сетками примерно поровну. Отражательная пластина находилась под отрицательным потенциалом и возвращала "назад" электроны, случайно прошедшие обе сетки.

Сетки были изготовлены из проволочных нитей диаметром 0,1 мм, и расстояние между центрами нитей составляло 0,2 мм. Каждая восьмая нить имела выход на предусилитель (по 17 предусилителей на каждую сетку). Соответствующим кодированием и обработкой в бортовом процессоре импульсов, полученных с предусилителей при регистрации электрон-

ной лавины, достигалась точность локализации каждого события до 30 — 70 мкм, что и соответствовало качеству изображения в 2 — 4″.

При наблюдениях в ПВР грубая информация о спектре излучения могла быть получена при введении в пучок фотонов за зеркалом сменных фильтров из алюминия или бериллия (или обоих фильтров вместе). При этом разделялись диапазоны $E < 1{,}25$ кэВ, $0{,}8 < E < 1{,}5$ кэВ и $E > 1{,}5$ кэВ. Для регистрации спектров ярких источников с высокой дисперсией за зеркалом могли устанавливаться объективные решетки (изготовленные из золота), дававшие разрешение $\lambda/\Delta\lambda \sim 10 \div 50$. При использовании решеток существенно уменьшалась эффективнная площадь регистрации, составлявшая для системы "зеркала + решетка + ПВР" 0,5 — 1 см^2 при $\lambda = 10 - 100$ Å.

В дополнение к описанным детекторам для одновременных наблюдений источников в "стандартном" диапазоне 1 — 20 кэВ на обсерватории был установлен мониторный пропорциональный счетчик, аналогичный использовавшемуся на спутнике "Ухуру", площадью 670 см^2, с 8-канальным амплитудным анализатором и возможностью измерения времени между импульсами до 1 мкс.

Наблюдения рентгеновских источников "Обсерваторией им. Эйнштейна" проводились только в режиме наведения.

4. *Зеркальный телескоп спутника ЭКЗОСАТ.* На спутнике ЭКЗОСАТ для наблюдений рентгеновских источников в диапазоне от 0,04 до 2 кэВ установлен зеркальный телескоп косого падения, который состоит из двух идентичных систем Уолтера I типа. В фокус каждой системы по команде с Земли может быть установлен или двухкоординатный детектор с резистивным анодом (аналогичный детектору "Раникон", описанному в гл. 4) или микроканальная пластина, заряд с которой также регистрируется резистивным анодом. За счет нахождения спутника на высокоапогейной орбите и уменьшения вследствие этого среднего фона заряженных частиц при наблюдениях вне радиационных поясов (по сравнению со спутником ХЕАО-2, работавшим на околоземной орбите) чувствительность зеркального телескопа на спутнике ЭКЗОСАТ почти эквивалентна чувствительности "Обсерватории им. Эйнштейна" несмотря на разницу в величине эффективной площади.

В телескопе "ЭКЗОСАТ" также используются объективные дифракционные решетки, дающие разрешение в 1 — 4 Å.

5. *Проекты РОСАТ и АКСАФ.* "Обсерваторией им. Эйнштейна" было обследовано всего несколько процентов всей площади неба. Исходя из этого, в мягкой рентгеновской области в настоящее время можно определить (кроме всех прочих) два основных пути дальнейших исследований: обзор всего неба с чувствительностью спутника ХЕАО-2 и создание более мощных инструментов для наблюдений выбранных областей неба с более высокой чувствительностью.

Разрабатываемые в настоящее время крупные рентгеновские телескопы предназначены для решения (в той или иной степени) этих задач. Так, основной задачей телескопа РОСАТ (ROSAT — "Röentgensatellit"), запуск которого должен состояться в 1987 г., является обзор в течение полугода всего неба с чувствительностью до 10^{-13} эрг/(см^2 · с). Предполагается, что при этом будет обнаружено более 10^5 источников излучения в диапазоне 0,1 — 2 кэВ (большинство из них будут составлять внегалактические объекты). После завершения обзора этим телескопом будут в дальнейшем выполняться наблюдения отдельных объектов с чувствительностью выше 10^{-14} эрг/(см^2 · с) (что соответствует 23^m в видимой области).

Телескоп РОСАТ будет состоять из четырех вложенных друг в друга систем "параболоид + гиперболоид" с полем зрения в 2°. В фокальной

плоскости установят приборы, аналогичные детекторам ИПС и ПВР спутника ХЕАО-2, причем угловое разрешение при наблюдениях с ИПС составит 30″ (лучше, чем у ИПС ХЕАО-2) [41].

Телескоп РОСАТ создается в ФРГ при участии Англии. В частности, на спутнике в качестве дополнительного инструмента будет установлен широкоугольный (с полем зрения 5°) телескоп косого падения для наблюдений в крайней ультрафиолетовой области (60 — 300 Å). Этот инструмент будет представлять собой коаксиальную систему из трех систем Уолтера I типа с диаметром апертуры в 58 см. Предполагается, что его чувствительность будет по порядку величины соответствовать телескопу ЕУВЕ (см. главу 4).

Следующим этапом в создании рентгеновских телескопов косого падения должен стать инструмент диаметром 1,2 м, планируемый к выводу в 1991 г. по проекту АКСАФ (AXAF — "Advanced X-Ray Astronomy Facility") [42]. В телескопе предполагается использовать 6 систем "параболоид + гиперболоид", и за счет увеличения фокусного расстояния до 10 м (и соответствующего уменьшения угла скольжения) возможно увеличение спектрального диапазона до 7 — 8 кэВ, а углового разрешения — до 0″,5. Телескоп АКСАФ будет в 100 — 1000 раз чувствительней инструмента на "Обсерватории им. Эйнштейна".

В фокальной плоскости предполагается использовать, наряду с традиционными ИПС и ПВР, ряд детекторов новых типов, разрабатываемых в настоящее время и весьма перспективных с точки зрения применения в рентгеновской астрономии.

§ 6. Полупроводниковые детекторы

Счетчики из полупроводниковых кристаллов, так же, как объективные решетки и брэгговские спектрометры (см. ниже) можно (в отличие от пропорциональных счетчиков) отнести к разряду "спектроскопических" рентгеновских устройств, поскольку с их помощью возможно достижение гораздо более высокого спектрального разрешения при наблюдениях в диапазоне энергий 0,1 — 10 кэВ (величина $\lambda/\Delta\lambda$, достигнутая в настоящее время, составляет ~ 50 для решеток и полупроводниковых детекторов и до 10^4 для брэгговских кристаллов, по сравнению с $\lambda/\Delta\lambda \approx 5 - 10$ для газовых счетчиков).

Энергия, расходуемая в полупроводниковых кристаллах *р*-типа (кремний, германий) на образование одной пары ионов, составляет около 3 эВ, что на порядок меньше соответствующей величины для газов, наполняющих пропорциональные счетчики. Следовательно, облако первичной ионизации, образовавшееся после фотоэффекта рентгеновского кванта в кристалле, будет содержать в 10 раз больше носителей заряда, чем в газовом счетчике (и разрешение по энергии $\Delta E_{1/2}$ улучшится в 3 раза). Кроме того, фактор Фано (см. формулу 5.9) для полупроводников составляет 0,1 — 0,2 вместо ~ 1 для газов. При регистрации излучения полупроводниками не происходит усиления заряда, значит коэффициент M в формуле (5.9) равен нулю, и при отсутствии шумов, как легко видеть, величина $\Delta E_{1/2}$ составляла бы 50 эВ при $E \approx 1$ кэВ.

В действительности же реализуется другая ситуация — в полупроводниковых детекторах всегда энергетическое разрешение определяется шумами в кристалле и во входных каскадах усилителя. При нормальной температуре уровень этих шумов эквивалентен энергии в несколько килоэлектронвольт и обусловлен флуктуациями большого числа свободных носителей заряда (~ 10^{10} см$^{-3}$). Для борьбы с этим в кристалл вводится донорная примесь (Li), сам же кристалл вместе с входными элементами предусили-

теля подвергается глубокому охлаждению (до $T \approx 100$ К), и к его лицевой и задней поверхности прикладывается разность потенциалов. Все это, вместе взятое, приводит к образованию чувствительного слоя, обедненного свободными носителями, глубина которого иногда достигает нескольких миллиметров [11].

При таких условиях уровень шумов $\Delta E_{ш} = 2{,}35\ \sigma_{ш}$ в детекторах может быть снижен до величин порядка 150 зВ. В этом случае, очевидно, в диапазоне энергий фотонов, меньших 4 — 5 кзВ, энергетическое разрешение $\Delta E_{1/2} = \Delta E_{ш}$ не зависит от энергии.

С ростом энергии основной вклад в $\Delta E_{1/2}$ начинает давать первый член в формуле (5.9), но в обоих случаях энергетическое разрешение полупроводников значительно лучше, чем у пропорциональных счетчиков.

С другой стороны, величина $\Delta E_{1/2}$ определяет и минимально возможную энергию регистрируемых фотонов $E_{min} = (3 \div 6)\ \Delta E_{1/2}$.

В рентгеновском диапазоне предпочтительнее использование кристаллов кремния (по сравнению с германием) прежде всего из-за меньших атомного номера ($Z = 14$) и плотности ($\rho = 2{,}3$ г/см^3), что приводит к большей прозрачности для рентгеновского излучения "мертвого" слоя на поверхности кристалла и меньшей зффективности чувствительного объема к высокознергичным фотоном, которые составляют знергию в детекторе при комптон-зффекте. Кроме того, в отличие от германия, легированного литием — Ge(Li), — кристаллы Si(Li) допускают многократное охлаждение и нагрев.

Наименьшим шумом при использовании в качестве входных злементов предусилителей в настоящее время обладают полевые транзисторы, которые при охлаждении до ~130 К обладают шумом на уровне около 100 зВ.

Кремниевые и германиевые спектрометры устанавливались в ракетных и баллонных зкспериментах, в частности, кремниевые кристаллы — в фокусе параболических концентраторов [43].

В фокальной плоскости обсерватории ХЕАО-2 был установлен спектрометр с детектором из Si(Li) площадью до 30 мм^2 и глубиной чувствительного объема 3 мм (рис. 107) для регистрации излучения в диапазоне E =

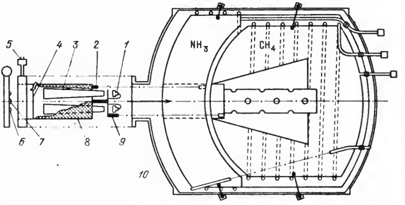


Рис. 107. Схема охлаждаемого кремниевого спектрометра спутника ХЕАО-2. *1* — Детекторы, *2* — контакт с вторичным хладоагентом, *3* — коллиматоры, *4* — ультрафиолетовый фильтр, *5* — злектрический разъем, *6* — изотоп ^{55}Fe, *7* — крышка, *8* — капсула, *9* — контакт с первичным хладоагентом, *10* — дьюар.

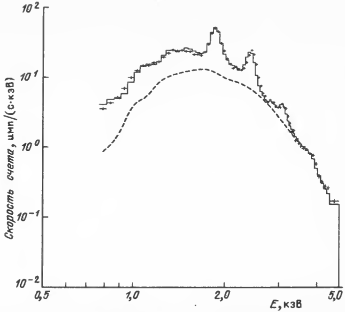


Рис. 108. Спектр остатка сверхновой Кассиопея А по наблюдениям с охлаждаемым спектрометром спутника ХЕАО-2. Крестики — наблюдательные данные, сплошная линия — теоретический спектр излучения для двухкомпонентной изотермической модели; штриховая линия — спектр непрерывного излучения плазмы (на который накладывается излучение в линиях).

= 0,5–5 кэВ с энергетическим разрешением $\Delta E_{1/2}$ = 0,15 кэВ. Детекторы были укреплены в сублимационном криостате, содержавшем первичный хладоагент — твердый метан (T = 98 K) и вторичный — твердый аммиак (T = = 150 K) [44]. Под основным детектором находился германиевый, с помощью которого отбирались заряженные частицы по схеме антисовпадений. Полевые транзисторы предусилителей также находились в одной капсуле с детекторами. Перед детекторами были установлены: бериллиевые коллиматоры, находившиеся при температуре замерзания аммиака — для дополнительной теплоизоляции детекторов; ультрафиолетовый фильтр — алюминированная париленовая пленка; зеркальная крышка с укрепленным на ней калибровочным источником ^{55}Fe.

Эффективная площадь системы "зеркала + детектор" составила ~ 100 см^2 в диапазоне 0,6 — 3 кэВ. Пример спектра, полученного при наблюдениях с кремниевым спектрометром, приведен на рис. 108.

В настоящее время для регистрации рентгеновского излучения разрабатываются полупроводниковые приборы с зарядовой связью (ПЗС), которые уже широко применяются в оптическом диапазоне (см. главу 4). В рентгеновской астрономии детекторы ПЗС могут обеспечить высокую эффективность регистрации (~0,5) в широком диапазоне энергий фотонов E = 0,25 — 7 кэВ, а также хорошее пространственное разрешение. Предполагается, что одним из фокальных инструментов телескопа АКСАФ будет матрица ПЗС.

Рассмотрим теперь работу спектральных приборов другого типа — брэгговских спектрометров.

§ 7. Брэгговские спектрометры

Наивысшее энергетическое разрешение имеют инструменты, в которых используется эффект отражения рентгеновских фотонов от кристаллов — брэгговские спектрометры.

Условие отражения от кристаллической решетки (закон Брэгга — Вульфа) записывается как

$$p\lambda = 2d\sin\theta, \quad p = 1, 2, 3, \ldots, \tag{5.18}$$

где p — порядок отражения, θ — угол скольжения и d — межплоскостное расстояние кристаллической решетки. Из-за неидеальности кристаллов рентгеновские фотоны данной длины волны будут отражаться в определенном диапазоне углов $\delta\theta$, следовательно, из (5.18) получим

$$p\delta\lambda = 2d\cos\theta\,\delta\theta, \tag{5.19}$$

откуда может быть записано выражение для спектрального разрешения:

$$\frac{E}{\delta E} = \frac{\lambda}{\delta\lambda} = \frac{\mathrm{tg}\theta}{\delta\theta}\ . \tag{5.20}$$

В зависимости от кристалла $\delta\theta$ составляет по величине от долей минуты дуги до долей градуса и, следовательно, разрешение находится в пределах $10^2 - 10^5$. Так как коэффициент отражения кристаллов при данной длине волны зависит от угла скольжения, то обычно для характеристики различных отражательных кристаллов используют величину интегрального коэффициента отражения

$$R_\lambda = \int_0^{\pi/2} r_\lambda(\theta)d\theta \text{ рад}, \tag{5.21}$$

где $r_\lambda(\theta)$ — коэффициент отражения для фотонов данной длины волны при угле θ.

Величина $r_\lambda(\theta)$ близка к максимуму r_{max} при угле Брэгга и быстро спадает при отклонении от этого угла. В табл. 16 приведены данные о кристаллах, используемых в рентгеновских спектрометрах [11]. Обычно углы выбирают по возможности близкими к 45°, так как при уменьшении θ становится малой проекция площади кристалла к падающему пучку, а с увеличением угла скольжения детектор, регистрирующий отраженное излучение, затеняет падающий пучок.

Так как интегральный коэффициент отражения R_λ не превышает примерно 10^{-4}, то эффективность отражения рентгеновского излучения крис-

Таблица 16

Данные о кристаллах, используемых в рентгеновских спектрометрах

Название	Формула	$R_\lambda \cdot 10^4$, рад	d, Å	$\lambda/\delta\lambda$
Кварц	SiO_2	0,625	4,24	12 300
Графит	C	15,2	3,35	113
Фористый литий	LiF	3	2	141 000
KAP	$(COOH)C_6H_4(COOK)$	0,5	13,3	850
RAP	$(COOH)C_6H_4(COORb)$	1,5	26,1	820
ADP	$NH_4H_2PO_4$	0,9	5,32	8200
PET	$C(CH_2OH)$	2,2	4,37	6900

Таблица 17

Брэгговские рентгеновские спектрометры

№№	КА	Год запуска	Кристалл	Площадь кристалла, $см^2$	Диапазон длин волн, Å	Спектральное разрешение, Å
1	"Интеркосмос-1"	1964	кварц	0,5	1,75 – 1,95	$4 \cdot 10^{-4}$
2	"Вертикаль-1"	1970	KAP	3 X 3 шт.	7,5 – 20	10^{-2}
3	"Интеркосмос-4"	1970	кварц	0,5	8,42	$2 \cdot 10^{-3}$
4	ОСО-6	1969	LiF, EDDT, KAP		0,6 – 14	10^{-2}
5	СММ	1980	15 кристаллов	1	1,5 – 22,4	$10^{-4} - 3 \cdot 10^{-2}$
6	АНС	1974	PET	40 X 2 шт.	6,1 – 6,7	$3 \cdot 10^{-3}$
7	"Ариэль-5"	1974	LiF, графит	220 X 2 шт.	1,8 – 6,5	$10^{-4} - 5 \cdot 10^{-2}$
8	ОСО-8	1975	графит	2200	1,5 – 6	$10^{-2} - 3 \cdot 10^{-1}$
9	ХЕАО-2	1978	6 кристаллов	60	3 – 60	$3 \cdot 10^{-3}$

таллами чрезвычайно низка. Поэтому вплоть до последнего времени брэгговскими спектрометрами проводились в основном наблюдения Солнца. При этом большой объем информации о солнечных спектрах до середины 70-х годов был получен с бесщелевыми спектрометрами, в которых регистрировался интегральный спектр всего солнечного диска. При пионерских исследованиях такого рода использовались брэгговские спектрометры, установленные на ракетах "Вертикаль-1 и 2" и спутниках "Интеркосмос-1, 4, 7 и 11" в 1969 – 1974 гг. (см. табл. 17). Так на спутнике "Интеркосмос-1" для исследования спектров вспышек в области λ = 1,75 – 1,95 Å, включающей линии железа Fe XVI – FeXVIII, были установлены два спектрометра с кристаллами кварца (d = 1,17 Å и d = 4,24 Å). Сканирование по спектру осуществлялось качанием оси спутника (ориентированной на Солнце) на угол $\pm 1^\circ$, со скоростью 0,5 – 3 мин.дуги/с. При этом величина разрешения по энергии ограничивалась скоростью сканирования и величиной периода опроса телеметрии. Регистрация излучения проводилась гейгеровскими счетчиками. Аналогичные приборы устанавливались на других спутниках этой серии.

Для получения спектров активных областей в более широком диапазоне на ракетах "Вертикаль" были размещены спектрометры с тремя кристаллами KAP, наклоненными под разными углами и сканировавшими три смежных участка спектра [16].

Весьма важна для диагностики корональных конденсаций линия излучения водородноподобного иона Mg XII (λ = 8,42 Å), интенсивность которой растет в миллион раз при изменении температуры всего в 4 раза – от $2 \cdot 10^6$ до $8 \cdot 10^6$ К. Профили излучения этой линии с высоким разрешением получались в спектрометрах, установленных на ракете "Вертикаль-2" и спутниках "Интеркосмос-4 и 7" [31].

В спектрометре ОСО-6 снятие спектра происходило при повороте кристаллов дискретными шагами на угол в $6'$. Чтобы при этом не терялись узкие спектральные линии, кристаллы были цилиндрически изогнуты в плоскости сканирования (и дисперсии), что привело к уширению их эффективной кривой отражения также до $\sim 6'$ и некоторому уменьшению спектрального разрешения.

В отличие от описанных приборов, инструмент спутника СММ ("рентгеновский полихроматор") имел достаточно малое поле зрения для возможности детальных исследований отдельных активных областей в диапазоне $\lambda < 22$ Å, т.е. там, где спектр состоит только из корональных линий.

Полихроматор состоял из двух независимых спектрометров с плоскими и изогнутыми кристаллами. В спектрометре с плоскими кристаллами высокое пространственное и спектральное разрешение обеспечивалось семью кристаллами — KAP, берилла, ADP, кварца (2 шт.), германия (2 шт.), — отражавшими излучение на 7 счетчиков в разонансных линиях O VIII, Ne IX, Mg XI, Si XIII, Si XV, Ca XIX и Fe XXV [45]. Сеточный коллиматор обеспечивал поле зрения 12″ X 12″, и механическим перемещением всей системы шагами по 5″ производилось сканирование поля вокруг выбранной активной области. При этом за время 3 с или больше получалось семь спектрогелиограмм в семи резонансных линиях.

В другом режиме поле зрения коллиматора оставалось неподвижным, но кристаллы одновременно поворачивались на угол $\pm 14^\circ$, так что каждые 7 с записывался спектр выбранной области в широком диапазоне длин волн от 1,5 до 22,4 Å. Эффективные площади кристаллов для рентгеновского излучения (включая пропускание коллиматора, равное 0,3) составляли около 1 $см^2$.

Для одновременных наблюдений с высоким спектральным ($\Delta\lambda \approx \approx 5 \cdot 10^{-4}$ Å) и временным (до 0,064с) разрешением в состав полихроматора входил спектрометр с 8 изогнутыми кристаллами, отражающими излучение (одновременно во всем заданном диапазоне от 1,7 до 3,2 Å) на позиционно-чувствительные пропорциональные счетчики. Из-за различия в углах падения фотонов на разных концах одного кристалла энергия кванта определялась по месту регистрации фотона в счетчике.

Что касается наблюдений других рентгеновских источников, то малые величины их потоков (по сравнению с Солнцем) и малость коэффициента отражения кристаллов привели к тому, что здесь с брэгговскими спектрометрами получены пока только первые результаты — в основном верхние пределы для потоков и эквивалентных ширин различных линий.

В одной из первых работ такого рода на спутнике АНС проводился систематический поиск излучения линий водородно- и гелиеподобных ионов кремния Si XIV (λ 6,19 Å) и Si XIII (λ 6,67 Å) от ярких рентгеновских источников. Для этого две панели с кристаллами были наклонены на несколько отличающиеся углы (49°50′ и 45°01′), так что при качании поля зрения (3°) вокруг направления на источник одновременно сканировались два участка спектра около искомых линий. Для самых ярких источников по результатам наблюдений были получены верхние пределы $\lesssim$4 кэВ для эквивалентных ширин этих линий.

Плоские панели с кристаллами для поиска линий в более широком диапазоне энергий были установлены на спутнике "Ариэль-5". Сканирование по спектру также осуществлялось поворотом кристаллов, так что углы скольжения менялись от 20 до 70°.

В отличие от этих инструментов, в брэгговском спектрометре спутника ОСО-8 определялось место попадания каждого отраженного фотона в детектор (рис. 109). В данной конфигурации энергия отраженных фотонов зависела от положения источника в поле зрения инструмента. При сканировании по небесной сфере (в плоскости рисунка) фотоны испытывали отражения при всех возможных брэгговских углах (от 4 до 86°), попадая при этом в определенные счетчики, и локализация на небе направления прихода каждого зарегистрированного фотона проводилась по известной ориентации прибора в каждый момент времени. Коллиматоры над счетчиками предотвращали прямое попадание излучения в них через основной коллиматор. Суммарная площадь двух панелей графита составляла 2170 $см^2$ [46].

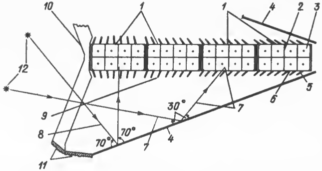


Рис. 109. Схема брэгговского спектрометра спутника ОСО-8. *1* — Счетчики, *2* — проволочные катоды, *3* — аноды, *4* — панели кристаллов графита, *5* — коллиматоры, *6* — входные окна счетчиков, *7* — путь фотонов с энергией 3,7 кэВ, *8* — путь фотонов с энергией 2 кэВ, *9* — фотон, не испытавший отражения, *10* и *11* — коллиматоры, ограничивающие поле зрения инструмента, *12* — наблюдаемые источники.

Прибор был установлен на маховике спутника и осматривал большой круг небесной сферы (на котором находилось и Солнце).

При наблюдениях со сканирующим спектрометром спутника ОСО-8 был получен, в частности, высококачественный спектр источника Sco X-1, из анализа которого подтвердилось, что рентгеновские фотоны излучает плазма с умеренной оптической толщиной по комптоновскому рассеянию; на пути из глубины плазмы до поверхности фотоны участвуют примерно в 100 актах рассеяния. Этот процесс приводит к размытию линий излучения железа и кремния до эквивалентной ширины менее нескольких электронвольт.

Одним из инструментов "Обсерватории им. Эйнштейна" был кристаллический спектрометр, предназначенный для исследований спектров источников с разрешением $E/\delta E = 50 \div 1000$ [47]. Поток рентгеновских фотонов от точечного источника фокусировался зеркальным телескопом. При этом углы отраженных квантов с осью телескопа составляли от 2°,5 до 5° (рис. 110). В спектрометре использовались несколько различных кристаллов; по команде с Земли нужный из них устанавливался на роуландовском круге спектрометра (с диаметром, равным радиусу кривизны кристалла); брэгговские углы при отражении от разных частей кристалла в такой конфигурации различались на $2' \div 20'$. Кристаллы, используемые для спектро-

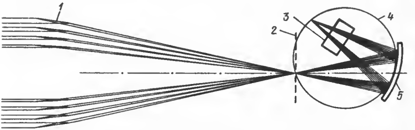


Рис. 110. Схема брэгговского спектрометра обсерватории XEAO-2. *1* — Зеркала телескопа, *2* — фокальная плоскость, *3* — позиционно-чувствительный детектор, *4* — роуландовский круг, *5* — вогнутый кристалл.

скопии, имели тороидально изогнутую форму для уменьшения размера изображения поперек дисперсии; эффективная площадь системы "зеркало + кристалл + детектор" для фотонов одной энергии при этом составляла ~1 см^2. При качании кристалла в направлении дисперсии изменялась величина брэгговского угла и, таким образом, производилось сканирование по спектру.

В случае расположения детектора на роуландовском круге энергетическое разрешение ограничивалось различием брэгговских углов при падении излучения на кристалл. Если же детектор помещался ближе к кристаллу, то лучи, отраженные от различных частей последнего, регистрировались разными участками анода. Таким образом достигалось лучшее энергетическое разрешение, но при этом увеличивалась эффективная площадь детектора, регистрирующая спектр, и, соответственно, возрастал фон заряженных частиц.

Диагностика космической плазмы с помощью брэгговских спектрометров представляет большой интерес и приносит ценную астрофизическую информацию (см. например, [48]). Но поскольку эффективность отражения рентгеновсого излучения от кристаллов низка, основные усилия разработчиков таких приборов в настоящее время направлены на обеспечение большей собирающей площади.

Для фокусировки же излучения в плоскости, перпендикулярной дисперсии, и одновременного измерения спектра в широком диапазоне энергий можно использовать мозаику из кристаллов, укрепленнных на подложке, поверхность которой меет вид конуса. Например, на европейской станции "Спейслэб" предполагается разместить мозаику из кристаллов LiF и графита на нескольких панелях общей площадью до 15 м^2. Панели по проекту имеют вид конуса и фокусируют излучение на детекторы, размещенные по его оси. При этом брэгговский угол кристаллов меняется вдоль оси конуса (схема похожа на спектрометр СММ), так что позиционно-чувствительный детектор одновременно может регистрировать спектр в широком диапазоне энергий [36].

§ 8. Рентгеновские поляриметры

Приборы для измерения поляризации рентгеновского излучения используют два эффекта. Первый — это неизотропность рассеянного излучения при рассеянии фотонов на электронах внешних оболочек атомов, энергия которых мала по сравнению с энергией фотонов (томсоновское рассеяние). Действительно, дифференциальное сечение $d\sigma$ такого процесса, нормированное на элемент телесного угла в направлении вылета рассеянных фотонов, может быть записано так:

$$d\sigma = r_e^2 (1 - \sin^2\theta \cos^2\varphi)\, d\Omega, \qquad (5.22)$$

где r_e^2 — классический радиус электрона, $d\theta$ — угол рассеяния фотона, а $d\varphi$ — угол поворота направления рассеянного фотона относительно вектора поляризации первичного кванта; $d\Omega = \sin\theta\, d\theta\, d\varphi$ — элемент телесного угла.

Из (5.22) видно, что величина сечения $d\sigma$ максимальна при $\varphi = \pi/2$, т.е. в случае падения плоско-поляризованного излучения большинство фотонов рассеивается перпендикулярно плоскости поляризации первичного фотона. Следовательно, окружив рассеиватель несколькими счетчиками вокруг направления прихода фотонов, можно определить поляризацию излучения. В частности, когда рассеяние идет под прямым углом, т.е. $\theta = \pi/2$, величина

$d\sigma = r_e \sin^2\varphi d\varphi d\theta$, т.е. в идеальном случае модуляция рассеянного излучения в зависимости от угла φ будет полной.

При осуществлении таких экспериментов в качестве рассеивателей используются длинные стержни из легких веществ (литий, бериллий) для уменьшения вероятности фотоэлектрического поглощения. Падающие фотоны проходят вдоль стержня и, рассеяваясь в нем на углы, близкие к 90°, регистрируются в счетчиках, окружающих рассеиватель. Для повышения доли рассеянных фотонов длина рассеиваясь выбирается как можно большей, а для уменьшения вероятности многократного рассеивания (и в связи с этим влияния на результаты) поперечные размеры стержней должны быть сделаны как можно меньше.

Второй эффект, используемый для измерения поляризации рентгеновских квантов — это преимущественное отражение брэгговскими кристаллами такого излучения, которое поляризовано перпендикулярно плоскости падения, при углах падения, близких к 45°. При измерении поляризации возможно использование неподвижных рассеивателей, ориентированных на источник и окруженных несколькими счетчиками; в таком случае для определения параметров поляризации необходимо как минимум 3 счетчика. Возможно и вращение рассеивателя с одним детектором вокруг направления на исследуемый объект, и определение степени поляризации P по модуляции скорости счета в детекторе. При этом величина поляризации определяется из соотношения

$$P = \frac{n_{\max} - n_{\min}}{n_{\max} + n_{\min}}, \quad (5.23)$$

где $n_{\max}$ и $n_{\min}$ — максимальная и минимальная скорости счета при модуляции излучения с частотой, равной удвоенной частоте вращения.

Поляризация рентгеновского излучения солнечных вспышек интенсивно исследовалась установленными на спутниках "Интеркосмос" приборами, рассеиватель которых был изготовлен из бериллия и представлял собой 5 пластин площадью по 50 см^2 и толщиной по 2 мм, установленных одна под другой. При этом обеспечивалась эффективность рассеяния в несколько процентов в диапазоне энергий 6–36 кэВ. Вокруг рассеивателя было размещено 6 счетчиков, выходы которых у противоположных счетчиков соединялись попарно, так что регистрация рассеянных фотонов проводилась в трех каналах, и по скорости счета в них определялась степень поляризации. Во время этих исследований, в частности, была обнаружена высокая (~ 15%) поляризация солнечных вспышек.

Аналогичные приборы устанавливались на ракетах, спутниках серии ОСО и других. Одним из таких поляриметров, в котором рассеивателями служили стержни из лития длиной по 13 см и общей площадью в 900 см^2 (эффективность рассеяния в диапазоне E = 10–20 кэВ составляла ~ 6%), была обнаружена поляризация излучения Крабовидной туманности на уровне 15%, что согласуется с радио и оптическими данными и подтверждает синхротронную природу источника. В этом инструменте каждый из 12 стержней рассеивателя был окружен счетчиками с четырех сторон.

Недавно была выдвинута интересная идея о возможности использования самой атмосферы в качестве рассеивателя при изучении поляризации жесткого рентгеновского излучения солнечных вспышек [49]. Действительно, как видно из рис. 1 (см. с. 14), фотоны диапазона 20–100 кэВ поглощаются атмосферой (в основном при томсоновском рассеянии) в весьма узком слое на высоте около 30 км. Следовательно, располагая (в баллонной гондоле) несколько счетчиков вокруг направления на Солнце (аналогично схеме поляриметра "Интеркосмос") и регистрируя фотоны, рассеянные в

слое воздуха между счетчиками, можно определять поляризацию этого излучения.

Вообще говоря, брэгговские спектрометры при углах падения фотонов, близких к 45°, являются также и поляриметрами (при вращении поля зрения спектрометра вокруг направления на источник). Но у таких систем, при плоской отражательной поверхности, рабочий диапазон энергий, одновременно регистрируемых детектором (см. формулу (5.20)), составляет весьма малую величину, а, следовательно, величина полезного сигнала также невелика.

Есть два пути преодоления этой трудности. Первый — это использование мозаичных кристаллов, состоящих из произвольно ориентированных микрокристаллических частиц — доменов, каждый из которых отражает излучение под своим углом Брэгга. Суммарное угловое разрешение мозаичного кристалла графита достигает 0°,8, что дает величину $\delta E = 36$ эВ в первом порядке (см. формулу (5.20)).

Второй путь заключается в использовании мозаики из кристаллов, уложенной на поверхности параболоида, т.е. в применении фокусировки. При этом одновременно увеличивается спектральный диапазон измерений (так

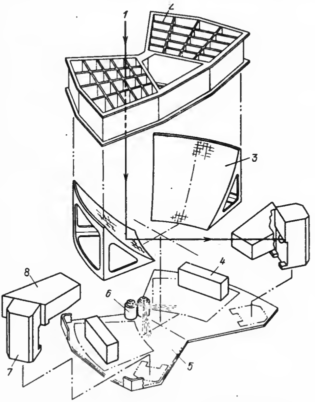


Рис. 111. Схема поляриметра, установленного на слутнике ОСО-8. *1* — Направление движения фотонов, *2* — коллиматор, *3* — набор графитовых отражателей, *4* — блоки питания, *5* — монтажная плита, *6* — калибровочный источник, *7* — счетчик, 8 — блоки электроники.

как излучение падает на параболоид под разными углами) и существенно снижает фон за счет уменьшения размеров фокального детектора. Но при этом уменьшается и глубина модуляции поляризованного излучения, так как углы падения теперь уже не строго равны 45°. Такой отражатель из мозаичного графита был использован в поляриметрических исследованиях на спутнике ОСО-8 [50]. Наборы графитовых пластинок были укреплены на подложках, имевших форму параболоидов, в фокусах которых располагались детекторы (рис. 111). Диапазон брэгговских углов для панелей отражения составлял 40–50° и соответствующий диапазон энергий отраженных фотонов — 2,4–2,8 кэВ в первом и 4,8–5,6 кэВ — во втором порядках. Площадь каждой панели для рентгеновского излучения составляла 140 см^2. Поляриметр был установлен на маховике спутника ОСО-8, так что поле зрения было направлено по оси вращения маховика (перпендикулярно Солнцу).

По результатам наблюдений с этим поляриметром была обнаружена поляризация потока в 2,4% при E = 2,6 кэВ и 5,3% при E = 5,2 кэВ, идущего от двойной системы Cyg X-1, а также сделаны выводы о возможности поляризации излучения у некоторых других галактических источников.

Предполагается, что графитовые панели спектрометра станции "Спейслэб" будут также использованы для поисков поляризации излучения от галактических источников [36].

§ 9. Сцинтилляционные счетчики

Большинство из рассмотренных выше методов регистрации излучения по тем или иным причинам не может быть использовано в жесткой рентгеновской области спектра. Так, применение зеркальной техники косого падения, объективных решеток и брэгговских спектрометров ограничено диапазоном энергий в несколько килоэлектронвольт. Коэффициент поглощения фотонов падает с увеличением энергии фотонов (ср. (5.8)), что приводит к весьма малой эффективности регистрации жесткого рентгеновского излучения полупроводниковыми кремниевыми детекторами с малой глубиной чувствительного слоя. По этой же причине в пропорциональных счетчиках, применяемых в диапазоне энергий от 20 до 100 — 200 кэВ, используют в качестве наполняющего газа ксенон — тяжелый газ с большим Z и K-краем поглощения при энергии в 35 кэВ (см. рис. 94). Правда, в последние годы разрабатываются пропорциональные счетчики, в которых наполняющий газ находится при высоком давлении (до 4–5 атмосфер), что дает возможность регистрировать фотоны с энергией до сотен кэВ, но они еще не получили широкого распространения в астрономических исследованиях.

Уменьшение коэффициента поглощения приводит также к прозрачности механических коллиматоров (и делает невозможным применение модуляционных коллиматоров). Для ограничения поля зрения детекторов при $E \gtrsim 50$ кэВ такие устройства должны состоять из толстых слоев тяжелых материалов (вольфрам, свинец). Трудности изготовления коллимирующих систем приводят к тому, что угловое разрешение телескопов жесткого рентгеновского диапазона обычно не превышает $\sim 1°$.

Основные результаты в диапазоне энергий 20–100 кэВ получены с помощью пропорциональных (ксеноновых) и сцинтилляционных счетчиков. В детекторах последнего типа для регистрации излучения используется тот факт, что свободный электрон, образованный при фотоэффекте, во время торможения возбуждает атомы вещества (сцинтиллятора). Снятие возбуждения происходит с высвечиванием квантов оптического или ультрафиолетового диапазона, регистрация которых производится ФЭУ, состыкованным

Таблица 18

Параметры сцинтилляторов, используемых в детекторах рентгеновского и гамма-диапазонов

Вещество	$Z_{эфф}$	ρ, г/см^3	τ_c, мкс	Конверсионная эффективность, %	$E_{фэ}$, кэВ
NaI (Tl)	32	3,67	0,25	10	0,3
CsI (Tl)	54	4,5	1	3	0,5
CsI (Na)	54	4,5	1	7–8	0,3
Пластмасса	6	1	0,01	1,5	1
Антрацен ($C_{14}H_{10}$)	7,4	1,25	0,03	5	0,7
Стильбен ($C_{14}H_{12}$)	6,9	1,15	0,01	2,5	1

со сцинтиллятором. При этом коэффициент усиления составляет $\sim 10^6$.

После взаимодействия рентгеновского фотона в детекторе и полной потери энергии быстрыми электронами интенсивность оптического излучения спадает во времени пропорционально exp $-t/\tau_c\}$, где τ_c называется временем высвечивания.

Твердые сцинтилляторы (данные о которых приведены в табл. 18) обычно обладают большими значениями заряда ядра и плотности, и, следовательно, высокими коэффициентами поглощения (рис. 112), что и обусловливает их применение в широком диапазоне рентгеновского и гамма-излучения—до нескольких мэВ. Кроме того, такие кристаллы, как NaI (Tl), CsI (Tl), CsI (Na), легко выращиваются до объемов в 1000 см^3, что обеспечивает большую площадь регистрации, а детекторы из пластмассы могут быть изготовлены практически неограниченных размеров.

Энергетическое разрешение сцинтилляционных счетчиков, как и ранее, определяется формулой (5.9), где $F \sim M \sim 1$. Уровень шума ФЭУ обычно составляет около 2–3 кэВ и при $E > 30$ кэВ не вносит заметного вклада в суммарную величину σ_E. Следовательно, разрешение определяется статистическими флуктуациями числа фотоэлектронов, выбитых из фотокатода ФЭУ вторичными оптическими квантами. Тогда, очевидно, в формуле (5.9) в качестве энергии E_{ei} необходимо использовать энергию $E_{фэ}$, которая необходима для образования одного электрона. Величина $E_{фэ}$ определяется как конверсионной эффективностью ма-

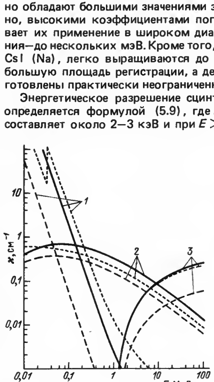


Рис. 112. Линейные коэффициенты поглощения $\varkappa$ фотонов жесткого рентгеновского и гамма-излучения. *1* — Фотоэффект, *2* — комптон-эффект, *3* — образование электронно-позиционных пар, лунктирная линия — NaI, сплошная линия — Ge, штриховая — Si.

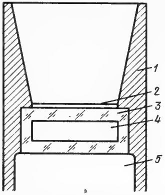
териала детектора (т.е. долей энергии первичного фотона, которая преобразуется в оптическое излучение) и эффективностью фотокатода ФЭУ (обычно < 10%), так и спектральным составом вторичных фотонов, формой спектральной чувствительности ФЭУ, эффективностью собирания света и т.д. Наивысшей конверсионной эффективностью обладает NaI (Tl), что и обусловило его широкое применение в качестве детектора рентгеновского и гамма-диапазонов. Так как величина $E_{фэ}$ для NaI (Tl) примерно на порядок больше энергии образования пары свободных носителей в газе [11], то его энергетическое разрешение в 3 раза хуже, чем у пропорциональных счетчиков, и составляет около 20% при энергии в 100 кэВ.

В последние годы вместо NaI (Tl) начали широко применяться сцинтилляторы из CsI (Na). Их конверсионная эффективность на 20% меньше, но зато этот материал более плотный, лучше обрабатывается и значительно менее гигроскопичен, чем NaI (Tl).

Пластмассы (или "пластические сцинтилляторы"), вследствие большей величины $E_{фэ}$, чем у NaI и CsI, а также из-за простоты получения заготовок разнообразных размеров и форм и малости времени высвечивания, применяются в основном в охранных счетчиках, окружающих основной детектор, для выделения фона заряженных частиц по методу антисовпадений.

Наблюдения космического излучения с энергией фотонов более 30 кэВ возможны на высоте 30–40 км, что и обусловило большое число баллонных наблюдений в жестком рентгеновском диапазоне с применением сцинтилляционных детекторов. Интерпретацию этих наблюдений осложняют (в дополнение к необходимости учета поглощения в атмосфере) трудности выделения слабых сигналов над фоном, в который дают вклад, кроме диффузной внеатмосферной компоненты, рассеянное атмосферой излучение в рентгеновском диапазоне (переменное в зависимости от угла места поля зрения телескопа), а также появление линий излучения при взаимодействиях нейтронов, рожденных в атмосфере, с веществом детектора; например, при неупругом рассеянии на ^{127}I появляется линия с энергией 57 кэВ — энергия первого возбужденного уровня йода.

Большое количество наблюдений космического жесткого рентгеновского излучения проведено на ИСЗ, находившихся как на околоземных, так и на высокоапогейных орбитах. Так, для наблюдений солнечного излучения на спутниках "Прогноз" и "Прогноз-2" были установлены приборы СГЛ-1 [51] (рис. 113). В качестве детектора использовался кристалл CsI (Tl) диаметром 3,9 см и толщиной 0,8 см. Детектор был окружен со всех сторон пластическим сцинтиллятором. Свинцовый коллиматор ограничивал поле зрения до 45°, а для защиты от фоновых потоков излучения в видимом и ультрафиолетовом диапазонах входное окно было закрыто алюминиевой фольгой толщиной 0,1 мкм. С пластическим сцинтиллятором был состыкован ФЭУ, который регистрировал вспышки и в детекторе, и в пластмассе. При этом заряженная частица, проходя через счетчики, рождала как "короткие" импульсы (с малым временем высвечивания) в пластическом сцинтилляторе, как и "длинные" импульсы в CsI (см. табл. 18), в то время, как рентгеновский фотон, взаимодействуя с кристаллом, производил один импульс длительностью около 1 мкс. В этом случае разделение двух видов частиц и, следовательно, подавление фона заряженных частиц возможно при анализе формы импульсов с помощью электронной схемы — такой способ разделения сигналов от разных детекторов одним ФЭУ носит название "фосвич". Амплитудный анализ импульсов с детектора производился в четырех энергетических диапазонах — от 38 до 340 кэВ.



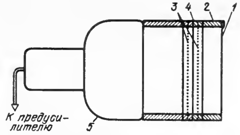


Рис. 114. Газовый сцинтилляционный счетчик. *1* — Входное окно, *2* — корпус счетчика, *3* — сетки, *4* — кольца коррекции электрического поля, *5* — ФЭУ.

Рис. 113. Схема прибора СГЛ-1 на спутниках "Прогноз". *1* — Свинцовый коллиматор, *2* — алюминиевая фольга, *3* — пластический сцинтиллятор, *4* — кристалл Cs I (Tl), *5* — ФЭУ.

Сцинтилляционный спектрометр, аналогичный описанному выше, с кристаллом Cs I толщиной в 2 см (что позволило регистрировать излучение до энергий в 2,5 МэВ) был установлен на спутниках "Космос-428" и "Космос-490" [52]. В этом приборе вольфрамовый коллиматор ограничивал поле зрения до 2° в направлении сканирования неба — наблюдения проводились в режиме гравитационной стабилизации (см. гл. 1 § 4) с ориентацией поля зрения вдоль местной вертикали.

1. *Спектрометр ХЕАО-1.* На спутнике ХЕАО-1 в составе гамма-спектрометра, предназначенного для астрономических наблюдений в области энергий фотонов от 10 кэВ до 10 МэВ, были установлены два детектора NaI (Tl) с суммарной площадью в 100 $см^2$ и толщиной в 1 см, которые регистрировали излучение в диапазоне 10–200 кэВ. Поле зрения системы ограничивалось до размеров 1°,5 X 20° механическим коллиматором. За каждым кристаллом NaI был установлен сцинтиллятор из CsI (Na) (см. рис. 120) для разделения сигналов от заряженных частиц и рентгеновских фотонов по методу "фосвич". Все детекторы и коллиматоры были ограждены с боковых сторон и спереди антисовпадательными сцинтилляторами для максимального повышения чувствительности инструмента, которая в результате составила примерно 10^{-3} от потока Крабовидной туманности в данном диапазоне (см. рис. 1).

Наблюдения приборами, установленными на спутнике ХЕАО-1, как уже говорилось, проводились в режиме сканирования небесной сферы по большим кругам. В отличие от этого, ось поля зрения детектора из Cs I [Na) установленного на спутнике "Ариэль-5", была наклонена на 3° к оси вращения спутника, т.е. сканирование проводилось по малому кругу; сам прибор имел поле зрения в 4° [53].

2. *Газовые сцинтилляционные детекторы.* В последние годы разработано несколько вариантов газовых сцинтилляционных счетчиков (ГСС), рассчитанных на регистрацию излучения в диапазоне 0,2–50 кэВ. Использование газовой смеси в качестве сцинтиллятора позволяет улучшить спектральное разрешение по сравнению с традиционно используемыми в этой области спектра пропорциональными счетчиками. Схема ГСС приведена на рис. 114.

Газовый объем счетчика заполняется одним из инертных газов (Ar, Xe) или их смесью. Фотоны, попадая в газ, рождают облако первичной ионизации. Напряженность поля между входным окном и первой сеткой такова

(~600 В/см), что облако электронов дрейфует по направлению к ФЭУ без усиления. В промежутке же между первой и второй сетками создается такое поле (~3500 В/см), что электроны возбуждают атомы газа, не ионизуя их. Снятие возбуждения происходит с испусканием фотонов в ультрафиолетовом диапазоне, которые и регистрируются ФЭУ.

В ГСС отсутствует усиление первичного заряда и, следовательно, соответствующая составляющая в энергетическом разрешении (см. формулу (5.9)). Поэтому разрешение ГСС примерно вдвое лучше разрешения пропорциональных счетчиков — до $\Delta E_{1/2}/E = 9\%$ при $E = 6$ кэВ. В настоящее время имеются детекторы такого типа с площадью окна ~200 см^2. Так, ГСС площадью 170 см^2 для регистрации в диапазоне 1,5–80 кэВ установлен на спутнике "ЭКЗОСАТ" [26].

В феврале 1983 г. на околоземную орбиту выведен японский ИСЗ "Тенма" ("Tenma"), основным инструментом которого является набор ГСС суммарной площадью в 640 см^2 [54].

Очевидно, возможно и создание позиционно-чувствительного ГСС. Измерение координат сцинтилляций может производиться, например, при замене одного ФЭУ набором из позиционно-чувствительных ультрафиолетовых детекторов. Точность определения координат при этом может, по-видимому, составить до 3 мм [42]. Детектор такого типа разрабатывается в настоящее время в рамках проекта АКСАФ.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Озерной Л.М., Прилуцкий О.Ф., Розенталь И.Л.* — Астрофизика высоких энергий. — М.: Атомиздат, 1973, 248 с.
2. *Vaiana G., Tucker W.H.* — In: X-Ray Astronomy/Ed. R. Giacconi and H. Gursky. — Dordrecht: Reidel, 1974, p. 169.
3. *Forman W., Jones C., Cominsky L. et al.* — Astrophys. J. Suppl., 1978, v. 38, p. 357.
4. *Amnuel P.R., Guseinov O.H., Rachamimov Sh. Ju.* — Astrophys. and Space Science. 1982, v. 82, p. 3.
5. *Балог Н.И., Гончарский А.В., Черепащук А.М.* — Письма в астрон. ж., 1981, т. 7, с. 605.
6. *Shakura N.I., Sunyaev R.A.* — Astronomy and Astrophys., 1973, v. 24, p. 337.
7. *Lewin W.H.G., Joss P.C.* — Space Science Rev., 1981, v. 28, p. 3.
8. *Курт В.Г., Москаленко Е.И., Титурчук Л.Г. и др.* — Письма в астрон. ж., 1976, т. 2, с. 107.
9. *Kaluziensky L.J., Holt S.S., Boldt E.A. et al.* — Astrophys. J., 1977, v. 212, p. 203.
10. *Brown R.L., Gould R.J.* — Phys. Rev., 1970, v. DI, p. 2252.
11. *Горн А.С., Хазанов Б.И.* — Спектрометрия ионизирующих излучений на космических аппаратах. — М.: Атомиздат, 1979, 245 с.
12. *Москаленко Е.И.* — Диссертация. — Рукопись, 1977.
13. *Агекян Т.А.* — Теория вероятностей для астрономов и физиков. — М.: Наука, 1974, 264 с.
14. *Ерохина Е.В., Москаленко Е.И.* — Космические исследования, 1980, т. 18, с. 458.
15. *Анисимов М.М., Беляев В.П., Григоров Н.Л. и др.* — В кн.: Исследования космических лучей/Под ред. В.В. Акимова и др. — М.: Наука, 1975, с. 233.
16. *Житник И.А.,* — Итоги науки и техники, сер. "Астрономия". — М.: ВИНИТИ, 1974, т. 9, с. 7.
17. *van Beek H.F., Houng P., Lafleur B. et al.* — Solar Physics, 1980, v. 65, p. 39.
18. *Oda M.* — Applied Optics, 1965, v. 4, p. 143.
19. *Володичев Н.Н., Воробьев А.И., Григоров Н.Л. и др.* — Геомагнетизм и аэрономия, 1973, т. 13, с. 801.
20. *Jagoda N., Austin G., Mickievicz S. et al.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1972, v. NS-19, No. 1, p. 579.
21. *Babichenko S.I., Goganov D.A., Dereguzov E.V. et al.* — Space Science Instrumentation, 1977, v. 3, p. 311.
22. *Mayer W.* — In: "X-Ray Astronomy in the Near Future" Proc. of the symposium held in Frascati. — ESRO SP-87, 1974, p. 31.
23. *Бабиченко С.И., Склянкин В.А., Шифрин А.В. и др.* — Вопросы атомной науки и техники, сер. "Ядерное приборостроение". — М.: Атомиздат, 1975, вып. 28, с. 8.

24. *Rothschild R., Boldt E., Holt S. et al.* — Space Science Instrumentation, 1979, v. 4, p. 269.
25. *Gursky H., Bradt H., Schwartz D. et al.* — Astrophys. J., 1978, v. 223, p. 973.
26. *Taylor B.G., Andresen R.D., Peacock A. et al.* — Space Science Rev., 1981, v. 30, p. 479.
27. *Gorenstein G.P., Harris B., Gursky H. et al.* — Nucl. Instruments and Methods, 1971, v. 91, p. 451.
28. *Горн Л.С., Хазанов Б.И.* — Позиционно-чувствительные детекторы. — М.: Энергоиздат, 1982, 65 с.
29. *Holt S.S.* — Astrophysics and Space Science, 1976, v. 42, p. 123.
30. *Reid P.B., Ku W.H.M., Long K.S. et al.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1979, v. NS-26, No. 1, p. 46.
31. *Бишофф К., Бумба В., Вайнштейн Л.А. и др.* — В кн.: По программе "Интеркосмос"/Под ред. Г.С. Нариманова. — М.: Машиностроение, 1976, с. 102.
32. *Dicke R.H.* — Astrophys. J. (Letters), 1968, v. 153, p. LIOI.
33. *Proctor R.J., Skinner D.K., Willmore A.P.* — Mon. Not. Roy. Astron. Soc., 1978, v. 187, p. 633.
34. *Лозников В.М., Ямбуренко Н.С.* — Письма в астрон. ж., 1980, т. 6, с. 123.
35. *Бейгман И.Л., Вайнштейн Л.А., Войнов Ю.П. и др.* — Труды ФИАН СССР, 1974, т. 77, с. 3.
36. *Andresen R.D., Brinkman A.C., Beuermann K. et al.* — Space Science Instrumentation, 1976, v. 2, p. 325.
37. *Vaiana G.S., Van Speybroeck L., Zombeck M.V. et al.* — Space Science Instrumentation, 1977, v. 3, p. 19.
38. *Giacconi R., Schreier E.J., Seward F.D.* — Preprint CFA/HEA, 1978, No. 78–214.
39. *Hunphrey A., Cabral R., Brissette R. et al.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1978, v. NS-25, No. 1, p. 445.
40. *Kubierscky K., Austin G.K., Harrison D.C. et al.* — Ibid., p. 430.
41. *Trumper J.* — Paper presented at the XXIV COSPAR meeting. Ottawa, Canada, 1982.
42. Preprint NASA TM-78285, 1980.
43. *Griffiths R.E., Rothenflug R.* — Space Science Instrumentation, 1976, v. 2, p. 241.
44. *Joyce R.M., Becker R.H., Birsa F.B. et al.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1978, v. NS-25, No. 1, p. 453.
45. *Acton L.W., Culhane J.L., Gabriel A.H. et al.* — Solar Physics, 1980, v. 65, p. 53.
46. *Wolff R. S.* — Space Science Instrumentation, 1976, v. 2, p. 263.
47. *Donaghy J. F., Canizares C. R.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1978, v. NS-25, No-1, p. 459.
48. *Canizares C.E., Clark G.W., Markert T.H. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1979, v. 234, p. L33.
49. *Колызаев В.Л., Лазутков В.П., Савченко М.И. и др.* — В сб.: Научное космическое приборостроение. III межд. семинар соц. стран. — М.: ИКИ АН СССР, 1982, с. 100.
50. *Novick R.* — Space Science Rev., 1975, v. 18, p. 389.
51. *Кудрявцев М.И., Ликин О.Б., Мелиоранский А.С. и др.* — Геомагнетизм и аэрономия, 1973, т. 13, с. 406.
52. *Григоров Н.Л., Кудрявцев М.И., Мелиоранский А.С. и др.* — В кн.: Исследования космических лучей/Под ред. В.В. Акимова и др. — М.: Наука, 1975, с. 228.
53. *Engel A.R., Coe M.J.* — Space Science Instrumentation, 1977, v. 4, p. 407.
54. *Tanaka Y.* — IAU Circ. No. 3787, 1983.

ГЛАВА 6
ИССЛЕДОВАНИЯ В ГАММА-ДИАПАЗОНЕ

К гамма-диапазону обычно относят фотоны с энергией больше 100 кэВ. Таким образом, нижний предел регистрируемых энергий примыкает к жесткой рентгеновской области, верхняя же граница, составляющая в настоящее время $\sim 10^8$ МэВ определяется возможностями существующих методов наблюдений. При внеатмосферных наблюдениях исследуются кванты в диапазоне энергий от нижней границы и примерно до нескольких ГэВ.

Отличительными особенностями, которые выделяют гамма-диапазон из всего электромагнитного спектра и определяют ценность гамма-астрономических наблюдений, являются:

а) большая энергия гамма-квантов, свидетельствующая о том, что они рождаются в процессах, для которых характерны высокие температуры вещества ($10^8 - 10^{10}$ К) или же наличие интенсивных потоков релятивистских частиц;

б) непрерывное и линейчатое гамма-излучение с энергией более 0,4 МэВ возникает преимущественно в ядерных процессах и при взаимодействиях элементарных частиц (распад π^0-мезонов, ядерные и термоядерные реакции, высвечивание ядер из возбужденных состояний, аннигиляция вещества и антивещества и т.д.) в отличие от наблюдений во всех остальных диапазонах, дающих информацию об атомных и молекулярных процессах;

в) высокая проницающая способность гамма-квантов позволяет регистрировать гамма-излучение, возникающее в областях, окруженных веществом с большой поверхностной плотностью, которое не пропускает фотоны меньших энергий. Таким образом возможны наблюдения процессов, протекающих в плотных газо-пылевых комплексах, на ранних стадиях вспышек сверхновых звезд, в центральных областях галактических ядер. Кроме того, малость коэффициента поглощения гамма-излучения с энергией $1-10^3$ МэВ делает Вселенную прозрачной для таких фотонов (при концентрации межгалактического газа в $10^{-5} - 10^{-7}$ см$^{-3}$) вплоть до красных смещений $z = 100 \div 300$. Следовательно, возможна регистрация гамма-квантов — свидетелей ранних стадий развития Вселенной (десятки миллионов лет после начала расширения).

Несмотря на интенсивное развитие методов гамма-астрономических наблюдений за последнее двадцатилетие, объем наблюдательных данных об источниках гамма-излучения все еще невелик по сравнению с результатами, например, рентгеновской или радиоастрономии. Такая скромность результатов может быть объяснена несколькими причинами.

Во-первых, в отличие от рентгеновского и радиодиапазонов, где величины потоков от обнаруженных источников оказались существенно выше, чем предсказывалось различными моделями, в гамма-диапазоне реализовалась обратная ситуация — обнаруженные потоки в большинстве случаев значительно меньше тех, которые предсказывались.

Во-вторых, величины потоков от самых ярких гамма-источников чрезвычайно малы. Так, например, при энергии в 10 МэВ плотность потока гамма-фотонов от Крабовидной туманности примерно в 10^9 раз меньше, чем при энергии в 1 кэВ. Малость потока приводит к тому, что при высоких энергиях ($\geqslant 10$ МэВ) фон заряженных частиц в 10^4 раз превышает поток регистрируемых гамма-фотонов, что ведет к большим трудностям в выделении полезных сигналов.

В-третьих, большая проницающая способность гамма-квантов и их малые потоки обусловливают необходимость создания детекторов большой площади и массы, а также накопления сигналов в течение длительного времени (до нескольких недель). Такие наблюдения стали возможны только в самое последнее время.

Наконец, в гамма-диапазоне невозможно применение фокусирующей оптики (за исключением специфического случая регистрации черенковского излучения вторичных частиц), а достигнутая сейчас точность локализации гамма-источников на небе не превышает десятков угловых минут.

Несмотря на столь значительные и принципиальные трудности, в настоящее время в различных странах проводятся и планируются наблюдения высокочувствительными детекторами, и можно надеяться, что в 80-х годах объем наблюдательных данных гамма-астрономии резко увеличится.

§ 1. Механизмы генерации гамма-излучения и гамма-источники

1. *Механизмы генерации гамма-квантов.* Прежде всего, гамма-излучение рождается в хорошо известных в астрономии процессах тормозного (теплового и нетеплового) излучения электронов, синхротронного излучения и обратного комптон-эффекта.

а) Тормозное излучение. При температурах $10^9 - 10^{10}$ К, которые могут существовать в активных ядрах галактик, квазарах, при взрывах сверхновых и во внутренних частях аккреционных дисков вокруг черных дыр, горячая плазма излучает фотоны с энергией до нескольких МэВ. Спектр теплового излучения плазмы имеет экспоненциальную форму (см. формулу (5.1)).

При нетепловом тормозном излучении энергичных электронов в поле заряженных частиц могут излучаться фотоны с энергией порядка энергии электронов. Это следует из того, что вероятность излучения фотона с энергией E электроном с энергией E_e при прохождении последним слоя вещества в 1 г/см^2 выражается формулой.

$$P(E, E_e)\,dE = \frac{dE}{E}\,\frac{1}{X}, \quad 0 \leqslant E \leqslant E_e, \tag{6.1}$$

где X — так называемая "радиационная единица", зависящая от состава вещества (в межзвездной среде $X = 60$ г/см^2) [1].

Из (6.1) следует, что потери электрона на излучение фотонов с энергиями в интервале от E до $E + dE$ не связаны с величиной E:

$$EP(E, E_e)\,dE = \frac{dE}{X} \tag{6.2}$$

и, следовательно, доля потерь электрона, передаваемая фотонам с энергиями в интервале $0 < E \leqslant E_e/2$, равна доле, получаемой фотонами с энергиями $E_e/2 < E \leqslant E_e$. Но в последнем случае излучаются 1–2 фотона с $E \approx E_e$, т.е. если энергия электрона превышает несколько мегаэлектронвольт, то и часть излучаемых фотонов попадает в гамма-диапазон.

б) *Синхротронное излучение релятивистских электронов в магнитных полях.* Это излучение также может попадать в гамма-диапазон (см. формулы (2.2) и (2.3)). По аналогии с (2.1) выражение для средней энергии образующихся фотонов имеет вид

$$E = 2 \cdot 10^{-20} H_{\perp} E_e^2 \text{ эВ}, \tag{6.3}$$

где размерность $H_{\perp}$ — в эрстедах, а E_e — в электронвольтах.

При $H_{\perp} \sim 10^{-4}$ Э в область энергий порядка 1 МэВ попадают фотоны, рожденные ультрарелятивистскими электронами с $E_e \sim 10^{15}$ эВ. В частности, именно такие условия реализуются в Крабовидной туманности.

в) *Обратный комптон-эффект.* Спектр и интенсивность излучения при рассеянии релятивистских электронов на низкоэнергичных фотонах зависят от спектра электронов и плотности энергии фотонов, на которых идет рассеяние (формулы (2.3) и (5.3)).

Так, фотоны с энергией в несколько мегаэлектронвольт образуются при рассеянии релятивистских электронов на радиофотонах реликтового фона с температурой в 3 К.

г) *Электронно-позитронная аннигиляция* $e^+ + e^- \to 2\gamma$. При аннигиляции с образованием двух фотонов их энергия соответствует E = 0,511 МэВ. Менее вероятной является трехфотонная аннигиляция $e^+ + e^- \to 3\gamma$, в результате которой излучаются фотоны с непрерывным спектром от 0 до 0,511 МэВ. Позитроны, необходимые для аннигиляции, рождаются или непосредственно в ядерных реакциях, при бета-распаде, или же в результате распада π^+-мезонов, $\pi^+ \to \mu^+ \to e^+$, которые, в свою очередь, образуются при неупругих ядерных столкновениях.

д) *Распад нейтральных пионов* $\pi^0 \to 2\gamma$. В неупругих ядерных столкновениях $A + A \to A' + A' + n\pi$ рождается примерно поровну π^+, π^- и π^0-мезонов. При распаде π^0-мезона (с характерным временем в 10^{-16} с) образуется спектр излучения с максимумом на энергии в 67,5 МэВ, равной половине энергии покоя π^0-мезона. π^0-мезоны могут рождаться и как результат аннигиляции ядер вещества и антивещества $A + \bar{A} \to \pi, K, \ldots$

е) *Ядерные реакции.* Наблюдения линейчатого гамма-излучения, рожденного в ядерных реакциях, являются потенциально наиболее достоверным методом поиска мест нуклеосинтеза во Вселенной, изучения физических условий и кинетики реакций на поверхностях нейтронных звезд, в верхних слоях Солнца, во вспышках сверхновых, а также изучения взаимодействия космических лучей с межзвездным газом. В качестве примера можно привести реакцию синтеза дейтерия:

$$p + n \to d + \gamma. \tag{6.4}$$

При этом излучаются гамма-фотоны с энергией E = 2,23 МэВ.

ж) *Радиоактивный распад.* Гамма-линии возникают при высвечивании ядер, находящихся в возбужденном состоянии. Само возбуждение ядра может быть вызвано неупругим столкновением (реакции типа $A(n, n')A^*$, где звездочка означает возбужденное состояние ядра, $A(p, p')A^*$) или же радиоактивным распадом с излучением α-частицы — например, реакция $^{16}O(p, p\alpha)^{12}C^*$ — или позитрона — $^{12}N(e^+)^{12}C^*$. Если в процессе K-захвата образовавшиеся ядра оказываются в возбужденном состоянии, то они также испускают гамма-линии.

Особый интерес для определения физических условий в источниках гамма-излучения представляют наблюдения гамма-линий, образованных в сильных гравитационных полях и вследствие этого испытавших гравита-

ционное красное смещение z_g:

$$z_g = \frac{\Delta E_g}{E} = \frac{GM_*}{c^2 R_*}, \qquad (6.5)$$

где G — гравитационная постоянная, M_* и R_* — масса и радиус звезды, c — скорость света, E — энергия гамма-фотона, а ΔE_g — изменение энергии, вызванное красным смещением.

При наблюдениях метагалактического гамма-излучения могут быть обнаружены линии, сдвинутые как космологическим, так и гравитационным красным смещением [2].

Итак, гамма-астрономические наблюдения вносят важный вклад в изучение многих основных астрофизических проблем:

— выяснение физики ядерных реакций и механизмов ускорения частиц при вспышках во внешних оболочках Солнца и звезд;

— исследование процессов аккреции вещества и термоядерных реакций вблизи релятивистских объектов — нейтронных звезд и черных дыр, определение магнитных полей и механизмов излучения пульсаров;

— получение сведений о физическом состоянии, химическом составе и пространственном распределении межзвездной среды в Галактике, оценки величин межзвездных магнитных полей;

— нахождение плотности и распределения ядерной и электронной компонент космических лучей, определение происхождения, процессов генерации и источников космических лучей, их состава;

— изучение физики взрывов сверхновых звезд и процессов нуклеосинтеза во Вселенной;

— получение оценок плотности диффузной материи и космических лучей во внегалактической среде и внегалактических источниках гамма-излучения;

— накопление информации об условиях на ранних стадиях расширения Вселенной, поиск антивещества по регистрации аннигиляционных линий.

2. *Гамма-излучение солнечных вспышек.* От спокойного Солнца гамма-излучение до сих пор не обнаружено. В то же время во время мощных солнечных вспышек наблюдались фотоны с энергией до нескольких МэВ и потоками до $\sim 0{,}1$ фотона/(см$^2 \cdot$ с). Длительности солнечных вспышек в гамма-диапазоне составляют единицы — десятки минут. Поскольку характерная температура солнечной короны $\sim 10^6$ K, очевидно, что непрерывное гамма-излучение должно генерироваться нетепловым механизмом, а именно, тормозным излучением электронов, ускоренных до энергий в несколько мегаэлектронвольт в областях гигантских вспышек. Полная энергия, выделяемая во вспышках в виде космических лучей и излучения, достигает $\gtrsim 10^{31}$ эрг. При наблюдениях вспышек 4 и 7 августа 1972 г. со спутников OCO-7 и "Прогноз-2" впервые отмечены гамма-линии с энергиями 0,511 МэВ (линия аннигиляции $e^+ + e^-$) и $E = 2{,}23$ МэВ (синтез дейтерия $p + n \to d + \gamma$), а также линия с энергией 4,4 МэВ — переход в основное состояние ядер углерода, возбужденных при столкновениях с протонами $^{12}C(p, p')^{12}C^*$, и линия 6,1 МэВ — высвечивание возбужденных атомов кислорода $^{16}O(p, p')^{16}O^*$. Большой наблюдательный материал по солнечным гамма-линиям получен в последние годы при исследованиях на спутниках СММ и ХЕАО-1.

3. *Галактические источники.* Большинство источников гамма-излучения (особенно в жесткой гамма-области $E \gtrsim 50$ МэВ) не отождествлено с известными оптическими и радиообъектами. Так, спутник КСС-Б обнаружил 25 дискретных источников в диапазоне энергий 30 — 500 МэВ [3], из которых с большей или меньшей степенью уверенности отождествлены пока-

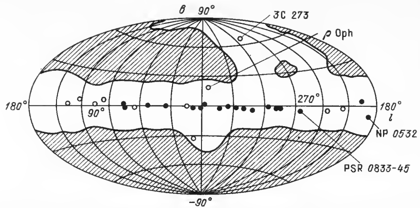


Рис. 115. Распределение источников гамма-излучения в диапазоне $E > 100$ МэВ, обнаруженных спутником КОС-Б на небе (в галактических координатах). Черные кружки — источники с потоком более $1{,}3 \cdot 10^{-6}$ фотонов/(см^2 · с); белые кружки — объекты с потоком ниже указанного предела. Отмечены отождествленные источники. Заштрихованы неисследованные области.

только четыре объекта (см. рис. 115). Концентрация большинства источников к галактической плоскости свидетельствует о том, что они находятся в Галактике. Каталог источников, наблюдавшихся с КОС-Б, — 2 CG ("2 nd Catalogue of Gamma-Ray Sources") — приведен в табл. 19.

а) Крабовидная туманность и пульсар NP 0532. Спектр Крабовидной туманности во всем диапазоне энергий от 100 кэВ до 1 ГэВ описывается законом $F(E) = 3 \cdot 10^{-3} E^{-2,3}$ фотонов/(см^2 · с · МэВ) и имеет синхротронную природу. Пульсирующее же с периодом 33 мс излучение пульсара NP 0532, являющегося поставщиком электронов в туманность, имеет спектр вида $F(E) = 6{,}2 \cdot 10^{-4} E^{-2,2}$ фотонов/(см^2 · с · МэВ) и, вследствие разницы в показателях спектра, доля пульсирующего излучения в общем потоке возрастает от 2—10% в рентгеновском диапазоне до 70% при $E > 50$ МэВ. Общая светимость Крабовидной туманности в гамма-диапазоне составляет около 10^{35} эрг/с, и на поддержание такой светимости расходуется 10^{-3} потерь вращательной энергии пульсара (определяемых по увеличению периода пульсаций).

От Крабовидной туманности была обнаружена гамма-линия с энергией 400 кэВ и потоком в 10^{-3} фотонов/(см^2 · с). Одна из возможных интерпретаций данного факта состоит в отождествлении этой линии с аннигиляционной $E = 511$ кэВ, сдвинутой гравитационным красным смещением вблизи поверхности нейтронной звезды с массой $M_{\text{НЗ}} = .1{,}4\, M_{\odot}$.

б) Туманность Vela X и пульсар PSR 0833—45. Поток от туманности Vela X (находящейся на расстоянии 500 пс от Солнца) в области $E > 35$ МэВ составляет $\sim 10^{-5}$ фотонов/(см^2 · с), подавляющая часть которого (90%) приходится на пульсирующее с периодом 89 мс гамма-излучение радиопульсара PSR 0833—45. Интересно, что (в отличие от пульсара в Крабовидной туманности) от PSR 0833—45 не обнаружено пульсирующего рентгеновского излучения, а пульсации в оптическом диапазоне весьма слабы, что свидетельствует о различии в физических процессах, происходящих в этих пульсарах.

Таблица 19

Каталог источников гамма излучения

Наименование источника	Статистическая значимость, σ	Галактические координаты		Ошибка положения, град	Потоки, $E \geqslant 100$ МэВ, 10^{-6} фотонов/(см$^2 \cdot$ с)	Спектральный параметр
		l	b			
2CG006 – 00	10,2	6,7	– 0,5	1,0	2,4	0,39
2CG010 – 31	5,7	10,5	– 31,5	1,5	1,2	
2CG013 + 00	5,3	13,7	0,6	1,0	1,0	0,68
2CG036 + 01	4,9	36,5	1,5	1,0	1,9	0,27
2CG054 + 01	5,3	54,2	1,7	1,0	1,3	0,20
2CG065 + 00	5,5	65,7	0,0	0,8	1,2	0,24
2CG075 + 00	5,8	75,0	0,0	1,0	1,3	
2CG078 + 01	11,9	78,0	1,5	1,0	2,5	
2CG095 + 04	4,9	95,5	4,2	1,5	1,1	
2CG121 + 04	4,9	121,0	4,0	1,0	1,0	0,43
2CG135 + 01	4,9	135,0	1,5	1,0	1,0	0,31
2CG184 – 05	20,6	184,5	– 5,8	0,4	3,7	0,18
2CG195 + 04	27,1	195,1	4,5	0,4	4,8	0,33
2CG218 – 00	6,2	218,5	– 0,5	1,3	1,0	0,20
2CG235 – 01	5,0	235,5	– 1,0	1,5	1,0	
2CG263 – 02	35,7	263,6	– 2,5	0,3	13,2	0,36
2CG284 – 00	6,5	284,3	– 0,5	1,0	2,7	
2CG288 – 00	4,8	288,3	– 0,7	1,3	1,6	
2CG289 + 64	6,5	289,3	64,6	0,8	0,6	0,15
2CG311 – 01	5,6	311,5	– 1,3	1,0	2,1	
2CG333 – 01	5,4	333,5	1,0	1,0	3,8	
2CG342 – 02	8,9	342,9	– 2,5	1,0	2,0	0,36
2CG353 + 16	5,1	353,3	16,0	1,5	1,1	0,24
2CG356 + 00	5,3	356,5	0,3	1,0	2,6	0,46
2CG359 – 00	6,3	359,5	– 0,7	2,0	1,8	

Примечание. Под спектральным параметром понимается отношение потоков в областях $E \geqslant 300$ МэВ и $E \geqslant 100$ МэВ.

в) Cyg X-3. Во время мощного всплеска радиоизлучения от радио- и рентгеновского источника Cyg X-3 в 1972 г. было зарегистрировано гамма-излучение с энергией $E > 40$ МэВ и более 10^{12} МэВ. В потоке гамма-квантов были обнаружены пульсации с периодом 4,8 часа, равным "рентгеновскому" периоду источника (который представляет собой тесную двойную систему). Данный объект находится на расстоянии 10 кпс от Солнца, и наблюдаемая величина потока гамма-квантов соответствует очень большой светимости, примерно $5 \cdot 10^{37}$ эрг/с [4], что составляет $\sim 0,1$ от светимости всей Галактики в гамма-диапазоне.

г) Центр Галактики. Неоднократно сообщалось о регистрации гамма-излучения из центра Галактики. Так, по данным спутника КОС-Б, в области энергий $E > 100$ МэВ поток от центра составляет $2 \cdot 10^{-6}$ фотонов/(см$^2 \cdot$ с), и источник совпадает с облаком плотного межзвездного газа радиусом 300 пс, находящегося в галактическом центре. Были сообщения (еще нуждающиеся в подтверждении) о наблюдениях от центра гамма-линий с энергиями от 0,9 до 4,6 МэВ, которые интерпретировались как высвечивание возбужденных ядер $^{56}Fe^*$, $^{12}C^*$, $^{24}Mg^*$ и других. Весьма интересными являются результаты наблюдений центра Галактики детектором,

установленным на спутнике ХЕАО-3, который был выведен на орбиту в 1979 г. От центра Галактики был обнаружен поток фотонов с энергией 511 кэВ на уровне $2 \cdot 10^{-3}$ фотонов/(см$^2 \cdot$ с), причем за несколько месяцев поток уменьшился в 3 раза [5]. Это говорит о крайне малых размерах области генерации гамма-линии (менее 1 пс), и для обеспечения наблюдаемого потока требуется 10^{43} актов аннигиляции в секунду. Высказывалось предположение, что электроны и позитроны, участвующие в аннигиляции, могут рождаться в гравитационном поле вблизи черной дыры с массой $\sim 10^7 M_\odot$.

д) Другие источники. В мягкой гамма-области при $E < 1$ МэВ наблюдалось несколько источников, спектры которых в той или иной мере являются продолжением их рентгеновских спектров. Так, спектр источника Cyg X-1 в области энергий от нескольких кэВ до ~ 1 МэВ имеет степенную форму и может быть обусловлен процессами переработки излучения в оптически тонкой короне, имеющей температуру $10^9 - 10^{10}$ К и образующейся при дисковой аккреции на черную дыру с массой $\sim 10 M_\odot$.

От ярчайшего рентгеновского источника Sco X-1 в диапазоне энергий менее 300 кэВ наблюдалось переменное излучение с потоком больше 10^{-5} фотонов/(см$^2 \cdot$ с $\cdot$ кэВ).

В диапазоне жесткого гамма-излучения $E > 100$ МэВ один источник из каталога 2CG отождествлен с темным газо-пылевым комплексом в созвездии Змееносца; предполагается, что гамма-излучение таких объектов обусловлено взаимодействиями космических лучей с плотной облачной средой. Вообще, в предположении о том, что неотождествленные галактические источники из каталога 2CG находятся на расстояниях порядка нескольких килопарсеков от Солнца, их вклад в общую светимость Галактики в гамма-диапазоне составляет около 10%.

4. *Внегалактические источники.* Сведения о гамма-излучении внегалактических объектов пока еще отрывочны. В области энергий в сотни кэВ — несколько МэВ наблюдалось излучение от радиогалактики Сеп А, активных галактик NGC 4151, 3C 120, MCG 8-11-11 и PKS 1514. От радиогалактики Сеп А во время баллонных наблюдений были обнаружены гамма-линии — широкая с энергией 1,6 МэВ и узкая с энергией 4,5 МэВ, но этот результат еще нуждается в подтверждении, хотя, например, отождествление линии 1,6 МэВ с высвечиванием возбужденных состояний ядер $^{20}Ne^*$, $^{24}Mg^*$, $^{28}Si^*$ и линии 4,5 МэВ — с высвечиванием $^{12}C^*$ приводит к оценке плотности космических лучей в Сеп А в $10^2 - 10^4$ раз превышающей плотность в нашей Галактике, что, вообще говоря, не удивительно, учитывая исключительную активность ядра этой радиогалактики [6].

Спектр квазара 2C 273 в гамма-диапазоне имеет степенной характер (см. формулу (2.3)), и светимость квазара при $E > 50$ МэВ составляет $3 \cdot 10^{46}$ эрг/с. Вероятно гамма-излучение высоких энергий образуется при обратном комптоновском рассеянии релятивистских электронов в поле инфракрасных фотонов. Непрерывный спектр сейфертовской галактики NGC 4151 наблюдался до энергий в 20 МэВ, причем была обнаружена переменность потока в мягком гамма-диапазоне за несколько месяцев наблюдений [7]. Вообще для дискретных внегалактических источников гамма-излучения типичными чертами являются, во-первых, переменность по времени от нескольких часов до нескольких лет с изменениями потока в несколько раз, а, во-вторых, то, что максимум светимости таких объектов приходится чаще всего на мягкий гамма-диапазон.

5. *Диффузное гамма-излучение.* В распределении диффузного гамма-излучения по небу имеются две четко различающиеся компоненты; одна —

концентрирующаяся к галактической плоскости (галактическое диффузное гамма-излучение) и другая — распределенная изотропно по небу (изотропный гамма-фон).

а) Галактическое гамма-излучение. Эта компонента диффузного гамма-потока проявляет хорошо заметную корреляцию с распределением вещества в Галактике — интенсивность излучения усиливается при приближении к галактической плоскости, а в самой этой плоскости — при приближении к центру. Пространственное распределение областей повышенной яркости в гамма-диапазоне хорошо коррелирует с распределением атомарного водорода по линии 21 см и распределением интенсивности линии CO $\lambda = 2{,}64$ мм, тесно связанной с районами, содержащими молекулярный водород H_2. Полуширина распределения гамма-излучения перпендикулярно галактической плоскости составляет несколько градусов и проинтегрированная по галактической широте интенсивность, регистрируемая от центральных областей, составляет $3{,}5 \cdot 10^{-4}$ фотонов/(см$^2 \cdot$ с $\cdot$ рад) при $E > 35$ МэВ, уменьшаясь на порядок в районе антицентра.

Образование диффузного гамма-излучения в Галактике возможно несколькими способами: при нетепловом тормозном излучении электронов космических лучей, в результате рождения и последующего распада нейтральных пионов в процессе взаимодействия релятивистских протонов космических лучей с межзвездным газом, и, наконец, как результат обратного комптоновского рассеяния высокоэнергичных ($E_e \gtrsim 10$ ГэВ) электронов на фотонах изотропного реликтового фона или галактического инфракрасного излучения. Определенный вклад в диффузную компоненту может вносить и суммарное излучение невыделенных до сих пор (вследствие недостаточного углового разрешения и чувствительности аппаратуры) дискретных источников гамма-излучения. Пока не существует уверенной интерпретации наблюдаемых величин интенсивности, пространственного распределения и формы спектра галактического диффузного излучения. Возможно, что плотность космических лучей в спиральных рукавах Галактики выше в несколько раз, чем между ними, и существует градиент плотности космических лучей от центра Галактики к ее периферии [8].

б) Изотропный диффузный гамма-фон. Спектр внегалактической компоненты фона в интервале энергий от 1 до 200 МэВ может быть аппроксимирован зависимостью

$$j_\phi(E) = 0{,}01 E^{-2,3} \text{ фотонов/(см}^2 \cdot \text{с} \cdot \text{ср} \cdot \text{МэВ)}. \qquad (6.6)$$

При малых энергиях $E < 1$ МэВ наблюдаемый спектр может быть объяснен обратным комптоновским рассеянием релятивистских электронов, находящихся в межгалактическом пространстве (куда они могут попадать, например, из радиогалактик), на фотонах реликтового трехградусного фона. При этом плотность таких электронов должна быть примерно в 1000 раз меньше, чем в галактическом диске. В области высоких энергий $E > 100$ МэВ на внегалактическое излучение начинает налагаться диффузное излучение высокоширотных районов галактического диска.

Особенностью спектра изотропного фона является некоторый избыток потока относительно распределения (6.6) при энергиях фотонов в десятки мегаэлектронвольт. Высказывалось предположение, что этот избыток может быть объяснен наличием космологически смещенных "пионных" фотонов, образовавшихся при π^0-распаде на ранних стадиях расширения Вселенной ($z \approx 70$) [9].

Вообще данные об изотропной компоненте фона далеко не полны. Не исключена возможность, что внегалактический фон представляет собой не "истинно" диффузное излучение, а является эффектом наложения друг

на друга большого числа отдельных дискретных источников гамма-излучения — активных ядер галактик, и наблюдаемая форма спектра является результатом суммирования многочисленных индивидуальных спектров отдельных объектов.

6. *Гамма-всплески.* В 1973 г. появилась первая публикация о регистрации на спутниках "Вела" всплесков гамма-излучения [10]. К настоящему времени по результатам экспериментов на КА "Вела", ICEE, ИМП-7, "Прогноз", "Венера" и других имеется информация примерно о двухстах таких событиях. Они характеризуются быстрым нарастанием потока излучения (при энергиях фотонов от десятков кэВ до нескольких МэВ) за время от десятков миллисекунд до секунд и последующим спадом за единицы — десятки секунд. Максимальное энерговыделение во всплесках

$S_{\text{всп}} = \int F(E)dt$

достигает 10^{-3} эрг/см^2 (интегрирование проводится по всей длительности всплеска). Поток $F(E)$ в максимуме всплеска — до 10^{-3} эрг/(см$^2 \cdot$ с).

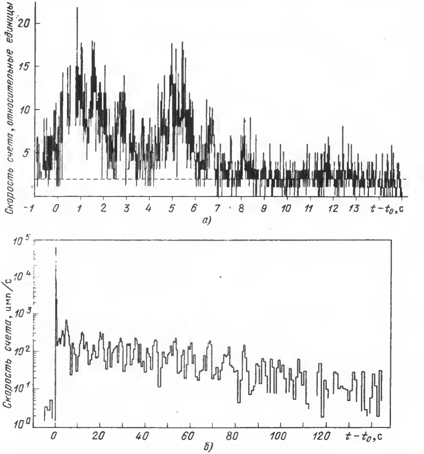


Рис. 116. а) Гамма-всплеск 20 октября 1977 г., зарегистрированный спутником "Прогноз-6". Разрешение по времени — 1/64 с. Штриховой линией показан уровень фона. t_0 — начало всплеска. *б*) Гамма-всплеск 5 марта 1979 г.

Примеры регистрации гамма-всплесков приведены на рис. 116. Эти события весьма разнообразны по форме и длительности импульсов, а переменность у многих всплесков прослеживается до масштабов времени в десятые доли миллисекунды. Зависимость величины потока от времени после максимума всплеска обычно представляется экспоненциальной кривой вида $F(E) \propto \exp\{-t/\tau\}$, где для большинства всплесков $\tau \sim 10$ с. При аппроксимации энергетических спектров законом излучения оптически тонкой плазмы характерные температуры излучения составляют сотни миллионов градусов. Ни один всплеск до настоящего времени не отождествлен уверенно с каким-либо известным астрономическим объектом, хотя распределение числа всплесков в зависимости от потока в максимуме $N_F(> F_{\max})$ и в зависимости от энерговыделения во всплеске $N_S(> S_{\text{всп}})$ по-видимому свидетельствует в пользу их галактического происхождения.

Уникальным явлением был гигантский гамма-всплеск 5 марта 1979 г. (см. рис. 116) из области $\alpha = 5^h25^m{,}9$, $\delta = -66{,}^\circ1$ [11]. Фронт всплеска был чрезвычайно крутым: за 1 мс поток возрос более чем на 4 порядка до максимального значения в 10^{-3} эрг/(см^2 · с). После основного импульса, длившегося около 100 мс, в течение примерно 100 с наблюдалось пульсирующее излучение с периодом 8 с. Такие периоды характерны для аккрецирующих нейтронных звезд — рентгеновских пульсаров. В энергетическом спектре этого объекта обнаружена эмиссионная линия с энергией 430 кэВ, которая может быть интерпретирована как сдвинутая гравитационным красным смещением вблизи поверхности нейтронной звезды аннигиляционная линия 511 кэВ [12]. В таком случае масса нейтронной звезды составляет примерно $1 M_\odot$. Вообще эмиссионные линии с энергией 400 — 500 кэВ и линии поглощения в диапазоне 30 — 70 кэВ наблюдаются примерно у 20% всплесков [13].

Всплеск 5 марта 1979 г. наблюдался девятью КА и поэтому локализован с высокой точностью (несколько угловых секунд) [14]. Эта область попадает на край остатка сверхновой N49 в Большом Магеллановом Облаке. Если нейтронная звезда действительно находится в этой галактике, то возникающие сомнения в таком отождествлении связаны прежде всего с крайне высокой ее светимостью в максимуме всплеска (10^{44} эрг/с). Поиски пекулярных объектов до $22^m{,}5$ в этой и других областях локализации гамма-всплесков не привели к каким-либо определенным выводам.

§ 2. Принципы регистрации космического гамма-излучения

1. *Взаимодействие гамма-фотонов с веществом.* Особенности регистрации фотонов гамма-диапазона вытекают из высокой энергии, малости коэффициента поглощения в веществе (и необходимости в связи с этим разработки детекторов большого объема), крайне низких потоков гамма-фотонов от изучаемых объектов, а также высокой энергии вторичных частиц (электронов и позитронов), образующихся при прохождении квантов через вещество.

При энергии фотонов от 0,1 до нескольких мегаэлектронвольт взаимодействие излучения с веществом происходит посредством фотоэффекта и комптоновского рассеяния, а при более высоких энергиях путем образования электронно-позитронных пар. На рис. 1.12 иллюстрируется роль различных процессов в поглощении фотонов гамма-диапазона.

а) Ф о т о э ф ф е к т. Особенности фотоэлектрического поглощения были рассмотрены в предыдущей главе. Отметим только, что в гамма-диапазоне применяются в основном те же сцинтилляционные детекторы, что и в рент-

геновской области, а использование германиевых кристаллов предпочтительнее по сравнению с кремниевыми из-за большей величины Z (заряд ядра) и возможности получения кристаллов больших объемов (~ 100 см^3).

б) К о м п т о н - э ф ф е к т. Этот эффект представляет собой рассеяние фотона на свободном электроне (или на внешних электронах в электронной оболочке атома, для которых энергия связи $E_{св} \ll E$). При малых энергиях сечение комптон-эффекта близко к томсоновскому, умноженному на Z:

$$\sigma_k = \frac{8\pi}{3} r_e^2 Z \left(1 - \frac{2E}{m_e c^2}\right) \text{ см}^2/\text{атом}; \quad E \ll m_e c^2, \tag{6.7}$$

а при больших энергиях фотонов сечение падает обратно пропорционально энергии фотона

$$\sigma_k = \pi Z r_e \frac{m_e c^2}{E} \left(\frac{1}{2} + \ln \frac{2E}{m_e c^2}\right) \text{ см}^2/\text{атом}; \quad E \gg m_e c^2 \tag{6.8}$$

и также пропорционально числу атомных электронов Z. При этом энергия рассеянного электрона

$$E_e = E \left\{ 1 - \left[1 + \left(\frac{E}{m_e c^2} \right) (1 - \cos\theta) \right]^{-1} \right\}, \tag{6.9}$$

где θ — угол между направлениями первичного и рассеянного фотонов. Следовательно, электрону передается максимальная энергия при рассеянии на угол $\theta = 180°$:

$$E_{max} = \frac{E}{1 + \frac{1}{2} \frac{m_e c^2}{E}}. \tag{6.10}$$

Из (6.9) видно, что для однозначного определения энергии фотона по измерению энергии рассеянного электрона необходимо знать угол θ между первичным и рассеянным фотонами. Данный факт сильно осложняет создание спектрометров гамма-диапазона в области энергий $E = 1 - 10$ МэВ, т.е. там, где во взаимодействии с веществом преобладает комптон-эффект.

в) О б р а з о в а н и е п а р. Начиная с пороговой энергии фотона, равной 1,02 МэВ, при прохождении гамма-кванта в поле ядра возможна реакция образования пар $\gamma \to e^+ + e^-$. Сечение этого процесса растет с увеличением энергии квантов и в пределе (в случае полного экранирования электрического поля ядра атомными электронами) достигает постоянной величины [1]

$$\sigma_p = 0{,}02 Z(Z+1) r_e^2 \ln 183 Z^{-1/3} \text{ см}^2/\text{атом}, \tag{6.11}$$

т.е. становится независимым от энергии и примерно пропорциональным Z^2. Если энергия фотона не превышает нескольких мегаэлектронвольт, то при образовании пары в большинстве случаев эта энергия делится примерно поровну между электроном и позитроном. С увеличением же энергии фотона до сотен мегаэлектронвольт распределение образующихся частиц по энергиям становится более широким. Угол разлета пары

$$\theta_p \sim \frac{m_e c^2}{E} \ln \frac{E}{m_e c^2}, \tag{6.12}$$

в области энергий $E \gtrsim 100$ МэВ составляет менее $1°$.

При произвольной энергии фотона полное сечение поглощения представляет собой сумму сечений фотоэффекта, комптоновского рассеяния и образования пар $\sigma_\Sigma = \sigma_{ph} + \sigma_k + \sigma_p$ и соответственно $\kappa_\Sigma = n_{\text{ат}} \sigma_\Sigma$.

2. *Измерение энергии зарегистрированных гамма-квантов*. Информация об излучении, проходящем через детектор, извлекается из измерений различных параметров вторичных частиц, образовавшихся при взаимодействии фотонов с веществом детектора — электронов и позитронов. Следовательно, для определения энергии наблюдаемых фотонов необходимо знать энергию вторичных электронов и позитронов. В то же время, связь между этими величинами далеко не всегда однозначна.

а) Область мягкого гамма-излучения. При регистрации фотонов с энергией менее нескольких мегаэлектронвольт сцинтилляционными и полупроводниковыми детекторами образовавшиеся при фотоэффекте электроны имеют пробег, не превышающий 1 г/см^2 и практически полностью поглощаются веществом детектора. В этом случае ошибка в определении энергии фотонов определяется энергетическим разрешением применяемого детектора, которое, как и в рентгеновском диапазоне, определяется формулой (5.9).

У полупроводниковых (германиевых) детекторов толщиной в несколько сантиметров при охлаждении ниже 100 К энергетическое разрешение составляет несколько килоэлектронвольт и не зависит от энергии фотона. В исследованиях гамма-излучения германиевые кристаллы обеспечивают наилучшее энергетическое разрешение.

Ситуация с определением спектра осложняется тем, что значительная часть фотонов мягкого гамма-диапазона испытывает комптоновское рассеяние в детекторе, которое из-за широкого спектра электронов отдачи "размывает" спектр фотоэлектронов, а следовательно, и спектр импульсов на выходе детектора.

Неоднозначная связь спектра фотонов с распределением выходных импульсов характерна для наблюдений во всем гамма-диапазоне, где так же, как в рентгеновской области, при обработке результатов приходится задавать "модельный" спектр.

б) Область средних энергий 1—10 мегаэлектронвольт. Регистрация гамма-излучения в диапазоне энергий в несколько МэВ сталкивается с наибольшими трудностями, во-первых, из-за малости коэффициента поглощения и, во-вторых, вследствие преобладания в этом диапазоне комптоновского рассеяния.

Для получения возможности оценок энергии приходящих гамма-квантов в диапазоне нескольких мегаэлектронвольт была предложена конструкция телескопа с двойным комптоновским рассеянием, в котором возможна оценка угла между первичным и рассеянным фотонами. Схема такого инструмента изображена на рис. 117. В результате комптоновских рассеяний кванта в верхнем и нижнем детекторах освобождаются электроны с энергиями E_{e1} и E_{e2}. В этом случае на основе формулы (6.9) можно записать уравнения

$$E_0 = E_{e1} + E_{e2} + E_2, \tag{6.13}$$

$$E_1 = E_{e2} + E_2, \tag{6.14}$$

$$\cos\theta_{01} = 1 + m_e c^2 \left(\frac{1}{E_0} + \frac{1}{E_1}\right), \tag{6.15}$$

где θ_{01} — угол между квантами γ_0 и γ_1. Если в результате многократного рассеяния и поглощения в достаточно толстом (порядка 5 длин свободного

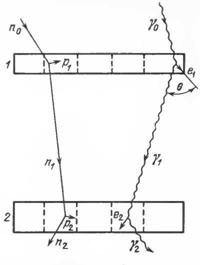


Рис. 117. Схема телескопа с использованием двойного комптоновского рассеяния. *1* — Верхний и *2* — нижний сцинтилляторы, γ_0 — первичный фотон, n_0 — первичный нейтрон, γ_1 и γ_2 — направления движения фотона после актов рассеяния в верхнем и нижнем сцинтилляторах, e_1 и e_2 — то же для электронов, θ — угол рассеяния фотона, n_1, n_2, p_1 и p_2 — нейтроны и протоны после рассеяний в сцинтилляторах.

пробега к^{-1}) нижнем детекторе квант γ_2 полностью теряет свою энергию, то $E_2 = 0$ и из системы уравнений (6.13) – (6.15) определяется энергия первичного фотона.

в) Область энергий $E \gtrsim 10$ МэВ. В диапазоне гамма-излучения высоких энергий взаимодействие с веществом происходит через образование электронно-позитронных пар. При этом вся энергия гамма-кванта передается образующимся частицам и для оценки энергии электрона и позитрона возможны несколько методов:

— определение энергии по углу разлета между траекториями образовавшихся частиц (формула (6.12)); такой метод применяется в искровых камерах, где возможно определение треков образовавшейся пары e^+e^-;

— в случае, когда пара e^+e^- проходит достаточный слой вещества, чтобы стали заметны эффекты многократного (кулоновского) рассеяния, определение энергии возможно по наблюдению искривления траекторий электрона и позитрона;

— при высоких энергиях компонент электронно-позитронной пары в процессе прохождения через вещество они образуют тормозным механизмом фотоны, часть из которых имеет энергию, достаточную для образования новых пар. В последнем случае процесс повторяется, и тогда прохождение первичного гамма-кванта через детектор ведет к образованию электронно-фотонного ливня. Число частиц в нем будет увеличиваться до тех пор, пока их энергия не уменьшится настолько, что они будут замедляться не вследствие тормозного излучения, а вследствие потерь на ионизацию, которые (при релятивистских энергиях) на пути в одну радиационную единицу X не зависят от энергии электрона [1]:

$$-\left(\frac{dE_e}{dx}\right)_i = E_{\text{кр}}. \qquad (6.16)$$

Потери же на тормозное излучение, по аналогии с (6.2), могут быть записаны как

$$-\left(\frac{dE_e}{dx}\right)_r = \int\limits_0^{E_e} XP(E_e, E)\,E\,dE = E_e. \qquad (6.17)$$

Следовательно, смысл критической энергии $E_{\text{кр}}$ состоит в том, что при $E_e < E_{\text{кр}}$ в процессе прохождения электронов (и позитронов) через вещество преобладают потери на ионизацию. Значения X и $E_{\text{кр}}$ для некоторых материалов приведены в табл. 20.

Таблица 20

Радиационные единицы для некоторых веществ

Материал	$Z_{эфф}$	ρ, г/см^3	X, г/см^2	$E_{кр}$, МэВ
Воздух	7,37	$1,3 \cdot 10^{-3}$	37,1	81
Алюминий	13	2,7	24,3	40
Железо	26	7,8	13,9	21
Ядерная эмульсия		3,9	11,4	16,4
Вольфрам	74	19,3	6,8	8,1
Свинец	82	11,34	6,4	7,6

По наблюдению развития ливня в детекторе возможно определение энергии первичного фотона E_0. Теория, описывающая развитие ливня (каскадная теория), определяет число частиц в любой точке ливня, их спектр, распределение по направлениям движения и расстояниям от оси ливня (за ось ливня берется направление первичного кванта). Электроны и позитроны с энергиями $E_e < E_{кр}$ испытывают в основном ионизационные потери, отклоняются на большие углы и уходят из ливня. По мере развития ливня число таких частиц растет, и поэтому существует глубина, на которой число частиц максимально Если энергия первичной частицы — E_0, то глубина максимума числа частиц, выраженная в X-единицах [1],

$$X_{max} \sim \ln \frac{E_0}{E_{кр}}, \tag{6.18}$$

а максимальное число частиц

$$N_{max}(X_{max}, E_0) \sim 0{,}3\left(\ln \frac{E_0}{E_{кр}}\right)^{-1/2} \frac{E_0}{E_{кр}}. \tag{6.19}$$

Наконец, в случае полного поглощения всех частиц ливня в толстом (10—15X) детекторе, т.е. когда электрический сигнал на выходе пропорционален поглощенной энергии, по характеристикам выходных импульсов также оценивается энергия первичного гамма-кванта.

На практике все существующие методы оценки энергий высокоэнергетичного гамма-излучения имеют энергетическое разрешение в 30—50% в диапазоне энергий $E \gtrsim 50$ МэВ.

3. *Методы определения направления прихода гамма-фотонов.* Что касается распознавания солнечных вспышек, то их поток гамма-излучения весьма велик, и для регистрации солнечных гамма-квантов обычно применяются всенаправленные детекторы. В этом случае возрастание потока фотонов всегда отождествляется с солнечной вспышкой.

Для наблюдений внесолнечных источников и локализации их на небе необходимо, чтобы поле зрения телескопа было как можно уже (или же, чтобы имелась возможность определять положение источника в поле зрения). Примение механических коллиматоров для ограничения поля зрения затруднено двумя причинами. Во-первых, длина пробега гамма-квантов в веществе до поглощения имеет величину порядка 10 г/см^2 (по сравнению с 10^{-1} — 10^{-3} г/см^2 для рентгеновских фотонов), вследствие чего коллиматор становится непомерно тяжелым, во-вторых, наличие коллиматора, имеющего большую массу, перед детектором ведет к существенному увеличению фона, так как энергичные частицы космических лучей и радиационных поясов, взаимодействуя с коллиматором, образуют дополнительный

поток частиц и гамма-квантов. По этим причинам в первых гамма-астрономических наблюдениях на ИСЗ иногда использовались всенаправленные детекторы (с полем зрения 4π ср), а локализация источника на небе определялась по затмению Землей. Использование всенаправленных детекторов возможно и при поиске излучения от пульсаров с известным периодом. В этом случае наличие в общем фоновом потоке пульсирующего излучения с заранее определенным (например, из радионаблюдений) периодом однозначно свидетельствует о регистрации сигнала от пульсара.

Обычно для ограничения поля зрения сцинтилляционных и германиевых детекторов используется так называемый "активный коллиматор", окружающий с пяти сторон детектор и представляющий собой сцинтилляционный счетчик. Активный коллиматор имеет форму стакана или сот, высота стенок которых ограничивает поле зрения детектора. Типичная схема телескопа с активным коллиматором, установленного на спутнике OSO-7 для регистрации излучения в диапазоне 20 кэВ — 3 МэВ, приведена на рис. 118 [15]. Основной детектор и активный коллиматор просматривались разными ФЭУ, сигналы с которых поступали на схему антисовпадений. При этом для дальнейшего анализа отбирались только сигналы с детектора, не совпадавшие с сигналами от коллиматора.

Стенки активных коллиматоров изготовляются достаточной толщины для эффективного поглощения гамма-излучения в наблюдаемом диапазоне энергий. Таким образом активный коллиматор выполняет две функции — поглощает гамма-излучение вне поля зрения и исключает из рассмотрения заряженные частицы, прошедшие через его стенки и детектор.

На практике из-за ограничений, накладываемых на размеры и вес прибора, трудностей механического изготовления и светосбора с кристалла поле зрения, ограниченное активным коллиматором, составляет около 10°, что и определяет угловое разрешение телескопа.

Для улучшения углового разрешения в мягкой гамма-области перспективной представляется конструкция с антиколлиматором. Последний представляет собой непрозрачный для гамма-излучения диск, помещенный вдоль оси телескопа на большом расстоянии от детектора. При этом минимальный поток от источника наблюдается, когда источник полностью закрыт непрозрачным диском. При качании антиколлиматора (или всего телескопа) вокруг направления на источник скорость счета будет периодически изменяться, что и используется для локализации источника.

Прибор с антиколлиматором работал на спутнике "Метеор" в 1977 г. и если сам детектор имел эффективное поле зрения в $2{,}75\pi$ ср, то угловое разрешение телескопа с использованием антиколлиматора составляло 7° [16]. В Нью-Гэмпширском университете (США) была разработана модифицированная версия антиколлиматора для баллонного гамма-телескопа, где непрозрачный диск по направляющим мог придвигаться вплотную к детектору, затмевая все поле зрения [17]. Такой режим использовался для измерения фона.

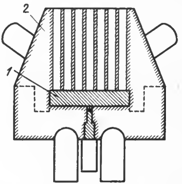


Рис. 118. Схема сцинтилляционного телескопа, установленного на спутнике ОСО-7. *1* — Детектор (Cs I), *2* — активный коллиматор (Cs I), ограничивающий поле зрения до 5°.

В области гамма-излучения средних энергий при наблюдениях телескопом с двойным комптоновским рассеянием (см. рис. 117) в случае, если известны координаты точек, в которых гамма-квант испытал рассеяние в верхнем и нижнем детекторе, и в случае полного поглощения в нижнем счетчике фотона γ_2, из уравнений (6.13) – (6.15) определяется угол между направлениями первичного и вторичного фотонов θ_{01}. Тогда область локализации на небе, откуда пришел зарегистрированный фотон, имеет вид кольца с центром, совпадающим с направлением γ_1. При накоплении большого числа фотонов все кольцевые области будут пересекаться в одной точке. Таким образом угловое разрешение телескопа может быть улучшено до величины порядка 1°.

При наблюдениях гамма-квантов высокой энергии ($E \geqslant 10$ МэВ) информация о направлении прихода получается при регистрации траектории движения пары электрон — позитрон.

Для определения направления прихода гамма-кванта высокой энергии используется и черенковское излучение продуктов взаимодействия фотона с веществом — электронов и позитронов. При прохождении через среду частицы, скорость которой больше скорости света в данной среде $v > c/n_0$ (где v — скорость частицы, n_0 — показатель преломления среды), она излучает фотоны в узком конусе с осью по направлению движения. Полная пороговая энергия движущейся частицы, выше которой появляется излучение Вавилова — Черенкова, равна $E_{\text{ч}} = mc^2 (1 - 1/n_0^2)^{-1}$, где mc^2 — энергия покоя данной частицы. Угол полураствора конуса $\theta_{\text{ч}}$ определяется [18] выражением

$$\cos\theta_{\text{ч}} = \frac{c}{n_0 v} \tag{6.20}$$

и растет от нуля ($c/v = n_0$) до максимального $\theta_{\text{ч}} = \arccos(1/n_0)$ при $v/c = 1$.

Если для собирания черенковского излучения использовать параболический концентратор, в фокусе которого установлен ФЭУ, то такой телескоп будет регистрировать излучение, приходящее только в узком конусе углов вдоль оси параболоида. Угловое разрешение черенковских телескопов может быть доведено до $\sim 1^\circ$.

Данные о различных твердых веществах и газах, применяющихся в качестве "радиаторов" черенковского излучения, приведены в табл. 21.

Гамма-кванты сверхвысоких энергий ($10^2 - 10^4$ ГэВ) при прохождении сквозь атмосферу образуют электронно-фотонные ливни, черенковское излучение которых достигает земной поверхности и может быть зарегистрировано. Наблюдения этого излучения ведутся наземными установками с общей площадью параболических зеркал, достигающей 100 м^2.

4. *Проблема фона в гамма-астрономии.* Величина минимального потока от источника, который может быть зарегистрирован за время наблюдений, обычно определяется статистическими флуктуациями в числе накопленных

Таблица 21

Данные о радиаторах черенковского излучения (значения для газов даются при нормальных условиях)

Материал	$n_0 - 1$	$E_{\text{ч}}/mc^2$	Материал	$n_0 - 1$	$E_{\text{ч}}/mc^2$
Люсит	0,49	1,35	Азот	$3 \cdot 10^{-4}$	35
Стекло	0,5–0,9	1,17–1,35	Фреон	$8{,}6 \cdot 10^{-4}$	24
Неон	$6{,}7 \cdot 10^{-5}$	86	Пропан	$6 \cdot 10^{-4}$	29

фоновых импульсов на выходе детектора, и в условиях высокой фоновой скорости счета и весьма малых потоков гамма-квантов выделение полезных сигналов представляет собой одну из основных задач. Ситуация осложняется наличием нескольких источников, дающих вклад в суммарную скорость счета фона.

Первый — это "внешний фон", который складывается из фона космических лучей ($\sim 1\,см^{-2}\cdot c^{-1}$ вне радиационных поясов), а также из электронов и протонов радиационных поясов при наблюдениях с низкоорбитальных ИСЗ.

Второй — это "локальная" компонента фона, появляющаяся из-за того, что энергичные электроны и протоны при взаимодействиях с материалом обшивки КА и самого гамма-телескопа рождают множество вторичных частиц и тормозное гамма-излучение, которые увеличивают фоновый поток в детекторе. (Образование позитронов в стенках КА и последующая аннигиляция приводят к появлению линии $E = 0{,}511$ МэВ, которая используется для калибровки детекторов в полете. По данным АМС "Венера" поток фотонов в данной линии достигает 0,3 фотонов/(см$^2\cdot$с) [19].) Особую проблему представляет собой "наведенная активность" в телескопах при пролете КА через радиационные пояса или Южно-Атлантическую аномалию, вызванная образованием долгоживущих изотопов в детекторах. Так, в германиевых спектрометрах наблюдаются линии реакции нейтронного захвата в германии $^{74}Ge(n,\gamma)^{75}Ge$ $E = 139$ кэВ, $^{76}Ge(n,\gamma)^{77}Ge$ $E = 159$ кэВ и другие [9]. В сцинтилляционных же детекторах при захвате нейтронов образуются возбужденные атомы $^{128}I^*$, $^{134}Cs^*$, испускающие впоследствии гамма-кванты с временами полураспада 25 мин и 2,9 часа соответственно. Реакции (n,γ) в материалах, окружающих детектор, приводят к высвечиванию линий с энергиями 0,479 и 0,686 МэВ — в реакции $^{186}W(n,\gamma)^{187}W$; 0,186 МэВ — в реакции $^{65}Cu(n,\gamma)^{65}Cu$ и т.д. Всего известно несколько десятков таких линий, а времена полураспада различных продуктов колеблются в широких пределах.

Поток протонов в Южно-Атлантической аномалии достигает величин, превышающих в тысячи раз средний поток по орбите в диапазоне энергий протонов выше 10 МэВ. Из-за наведенной активности при выходе из аномалии избыточный поток спадает не мгновенно, а с эффективным временем уменьшения в e раз, равным 20 — 30 мин.

Третий источник — это "атмосферная" компонента фона. При баллонных наблюдениях в верхних слоях атмосферы (на глубине остаточной атмосферы в 2–6 г/см^2) фон растет из-за того, что космические лучи и частицы радиационных поясов, попадая в атмосферу, интенсивно порождают каскадные процессы с испусканием вторичных гамма-фотонов. Для оценки роста фонового потока можно принять, что при глубинах в атмосфере меньше радиационной единицы в воздухе (37 г/см^2), интенсивность фоновых гамма-квантов растет монотонно с градиентом $0{,}6\cdot10^{-3}$ фотонов/[см$^2\cdot$с$\cdot$ср$\cdot$(г/см^2)].

Генерация электронно-фотонных ливней в атмосфере и последующая аннигиляция позитронов ведет к появлению "атмосферной" линии 0,511 МэВ с потоком на баллонных высотах от 0,1 фотонов/(см$^2\cdot$с) на экваторе до 0,8 фотонов/(см$^2\cdot$с) на широтах $\sim 60°$ [9].

В зависимости от широты поток нейтронов на границе атмосферы оценивается в 0,1 — 1 частиц/(см$^2\cdot$с) (нейтронное "альбедо") и при малых энергиях нейтронов $E_n \leqslant 1$ МэВ они, попадая в детектор гамма-излучения, участвуют в реакциях захвата (n,γ) с высвечиванием гамма-квантов. Сечение захвата растет с уменьшением скорости нейтрона $\sigma_n \propto v_n^{-1}$. С другой стороны, при росте E_n начинаются неупругие столкновения нейтронов и ядерные

реакции, сопровождающиеся рождением новых частиц и гамма-квантов. Перечисленные факторы приводят, в частности, к тому, что суммарная интенсивность фонового излучения в атмосфере зависит от зенитного угла наблюдений, причем на баллонных высотах величины потоков "сверху" и "снизу" сравнимы по величине, а фон увеличивается на порядок с ростом зенитного угла до 90°. Очевидно, что наиболее удобными в этих условиях являются наблюдения с ИСЗ, когда остаются только компоненты фона, не связанные с атмосферой. Кроме того, для подавления паразитных импульсов от различных составляющих фона заряженных частиц применяются несколько методов; например:

— окружение детектора "охранными" сцинтилляторами со всех сторон и использование схем антисовпадений с высокой эффективностью;

— уменьшение "локальной" компоненты фона установкой телескопа на длинной штанге; так, в установленных на КА "Аполлон-15 и -16" детекторах диапазона E = 0,3 — 27 МэВ при выдвижении на расстояние в 7,5 м от корпуса КА фон уменьшался в 3 — 5 раз [20];

— разделение фотонов, приходящих "снизу и "сверху" (из космоса). При установке в телескопе черенковского детектора, у которого с нижней поверхностью соединен ФЭУ, на выходе умножителя будут регистрироваться только сигналы, вызванные частицами, проходящими сверху вниз, так как у частиц, летящих снизу вверх, световой конус не направлен на ФЭУ. Другим методом подавления фона снизу является создание "времяпролетных схем". Если два счетчика расположены один под другим на расстоянии h, то время, требуемое для релятивистской частицы, чтобы пролететь между ними, равно $\Delta t = h/c$. Электронная схема, в которую поступают сигналы со счетчиков, отбирает для дальнейшего анализа только события, удовлетворяющие этому условию, причем первым должен поступать импульс от верхнего детектора;

— при обработке баллонных наблюдений для выделения "истинной" космической компоненты излучения наблюдаемую скорость счета экстраполируют к границе атмосферы;

— для наблюдений телескопами, установленными на ИСЗ, предпочтительны экваториальные орбиты с высотой $\sim$ 400 км, располагающиеся под радиационными поясами, или же высокоапогейные орбиты, на которых ИСЗ большую часть времени находится вне магнитосферы Земли.

В заключение необходимо отметить, что из указанных трудностей вытекает, кроме всего прочего, важность тщательной наземной калибровки и определения характеристик (эффективности, поля зрения, энергетического и углового разрешения и т.д.) гамма-астрономических инструментов перед проведением наблюдений, так как, например, противоречивость результатов в значительной мере объясняется плохим знанием параметров приборов.

Калибровка гамма-телескопов проводится на ускорителях, где имеются возможности получения достаточно интенсивных пучков монохроматических гамма-квантов. Если же это затруднено (например, для области энергий более 100 МэВ), то используются пучки электронов с последующим пересчетом на потоки первичных фотонов.

§ 3. Сцинтилляционные телескопы

Данные о некоторых приборах мягкого гамма-диапазона приведены в табл. 22. Как пример "солнечного" всенаправленного гамма-телескопа можно привести установленный на ИСЗ "Прогноз-2" французский прибор "Снег-1", в котором в качестве детектора использовался стильбен, окру-

Таблица 22

Сцинтилляционные телескопы для гамма-астрономических наблюдений

№№	Название спутника	Год запуска	Материал детектора	Площадь детектора, см²	Толщина кристалла, см	Диапазон энергий, МэВ	Поле зрения, град
1	ОСО-7	1971	NaI(Tl)	57	2,5	0,2 – 3	5
2	"Прогноз" ("Снег-1")	1972	Стильбен	17	3,8	0,4 – 11,8	180
3	"Снег-3"	1977	NaI(Tl)	3	3	0,02 – 1	20
4	СММ	1979	NaI(Tl)	7 × 45	7,6	0,3 – 9	180
5	ХЕАО-1	1978	NaI(Tl)	2 × 110	1	0,01 – 0,2	1 × 20
			NaI(Tl)	4 × 45	7,6	0,1 – 5	20
			NaI(Tl)	125	7,6	0,2 – 10	40
6	ГРО (проект)	–	NaI(Tl) + CsI(Na)	4 × 440	7	0,1 – 10	9

женный пластическим антисовпадательным сцинтиллятором. Пластик и стильбен просматривались разными ФЭУ, и амплитудный анализ проводился в области, где основной процесс взаимодействия фотонов с веществом — комптон-эффект, т.е. энергетическое разрешение было заведомо невысоким. Тем не менее информация, полученная с прибора "Снег-1" о мощных солнечных вспышках в августе 1972 г., была весьма полезной. В частности, вместе с данными наблюдений в рентгеновском диапазоне на этом же спутнике были детально исследованы процессы развития вспышек во времени и их энергетические спектры, оценена доля излучения вспышек за счет гамма-линий и т.д.

1. *Спектрометр СММ.* Развитием инструментов "солнечной" спектрометрии с помощью сцинтилляционных детекторов является гамма-спектрометр на КА СММ (рис. 119). Спектрометр состоял из 7 кристаллов NaI(Tl). Каждый детектор просматривался своим ФЭУ. Импульсы с детекторов суммировались и анализировались по амплитуде анализатором на 476 каналов,

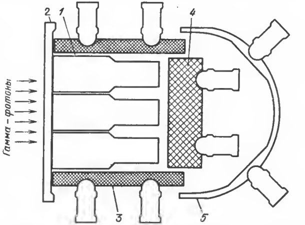


Рис. 119. Схема гамма-спектрометра спутника СММ. *1* — Детектор NaI(Tl), *2* — пластмассовый сцинтиллятор, *3* — цилиндр из CsI(Na), *4* — детектор в форме диска из CsI(Na), *5* — задний защитный сцинтиллятор.

а разрешение по времени составляло 16 с; чувствительность по потоку соответствовала $\sim 10^{-3}$ фотонов/(см^2·с) [21].

За основным детектором из NaI(Tl) был укреплен диск из CsI(Na) толщиной 7,6 см и диаметром 25 см, просматриваемый четырьмя ФЭУ. Кроме обычного метода регистрации фотонов с энергиями 0,3 — 9 МэВ, в данном спектрометре была реализована дополнительная методика наблюдений гамма-квантов с энергиями в 10 — 100 МэВ. Для этого события, зарегистрированные одновременно в переднем и заднем детекторах, поступали в отдельный амплитудный анализатор. Такая схема использовала тот факт, что при $E > 10$ МэВ основным процессом взаимодействия фотонов с веществом является образование пар и каскадных ливней, которые и регистрировались при совпадении событий в детекторах. Эффективная площадь при таком методе составляла около 100 см^2, а энергия фотона оценивалась по оставляемой частицами ливня энергии в детекторе с грубым энергетическим разрешением $\Delta E_{1/2}/E \approx 1$.

Спектрометр был окружен со всех сторон защитным сцинтиллятором из CsI(Na).

Упрощенный вариант данного телескопа, состоящий из одного кристалла NaI(Tl), окруженного защитой из CsI(Na) работал на спутнике OSO-7 в 1972 г. Прибор был установлен на "колесе" ИСЗ и при вращении последнего наблюдал Солнце при сканировании [22].

Одним из первых детекторов, предназначенных для поиска галактического излучения в мягком гамма-диапазоне, был прибор, установленный на спутнике OSO-7 (см. рис. 118), в активном коллиматоре которого было вырезано около 40 узких трубок, что и определяло относительно малое поле зрения (см. табл. 22), но вместе с тем и уменьшало чувствительную поверхность почти вдвое по сравнению с полной площадью основного детектора, равной 105 см^2 [23].

Во французском приборе, установленном на спутнике "Снег-3", который в 1977 г. был выведен на орбиту советской ракетой-носителем, кристалл NaI(Tl) был помещен в "стакан" из CsI(Na) [24]. Ось прибора составляла 170° с осью вращения спутника, которая была постоянно ориентирована на Солнце. Таким образом, при регистрации источника (в пределах ± 30° от эклиптики) с постоянным потоком сигнал изменялся с периодом, равным периоду вращения КА, а амплитуда сигнала несколько дней возрастала по мере приближения оси вращения объекта к положению источника на небе, а затем падала с таким же характерным временем. Эти данные использовались затем в процессе обработки информации при выделении сигналов от источников и локализации последних на небесной сфере с точностью примерно до 1°.

2. *Гамма-телескоп ХЕАО-1*. Большим успехом в развитии наблюдательной гамма-астрономии явился запуск в составе обсерватории ХЕАО-1 многоцелевого гамма-спектрометра для наблюдений как дискретных источников, так и диффузного гамма-излучения. Данный прибор состоял из семи кристаллов (о двух из них было рассказано в предыдущей главе). Один детектор, с широким полем зрения, был предназначен для фоновых исследований, и четыре, с суммарной площадью в 180 см^2 — для поиска дискретных источников с чувствительностью, эквивалентной потоку от источника, равному 0,01 потока от Крабовидной туманности (за полгода наблюдений в режиме сканирования) [25]. При разработке спектрометра особое внимание уделялось вопросам корректного учета фона заряженных частиц. Для этого все детекторы были окружены со всех сторон слоями пластического сцинтиллятора разной толщины, за каждым кристаллом из NaI(Tl) был установлен дополнительный детектор из CsI (Na) по методу "фосвич", и,

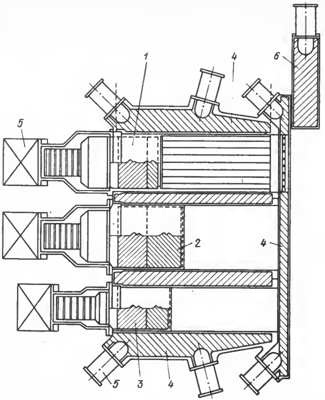


Рис. 120. Схема гамма-спектрометра спутника ХЕАО-1. *1* — Детекторы для наблюдений в жестком рентгеновском диапазоне, *2* — кристалл Na I (Tl) для изучения диффузного гамма-фона, *3* — спектрометры диапазона энергий 0,1 — 5 МэВ, *4* — пластический сцинтиллятор, *5* — ФЭУ, *6* — подвижный кристалл Cs I (Na) для измерения фона заряженных частиц.

кроме того, по команде с Земли поле зрения выбранного детектора могло закрываться дополнительным кристаллом из CsI (Na), полностью перекрывавшим поток космического гамма-излучения (см. рис. 120).

В конце 80-х годов в США предполагается выведение на орбиту обсерватории ГРО (GRO — "Gamma-Ray Observatory") массой более 6 т, на которой будет установлено несколько инструментов. В частности, для ГРО разрабатывается сцинтилляционный телескоп с суммарной площадью в 1700 $см^2$, чувствительность которого в мягком гамма-диапазоне будет в несколько раз выше, чем у спектрометра ХЕАО-1 [26].

§ 4. Инструменты с полупроводниковыми детекторами и с применением двойного комптоновского рассеяния

Чувствительность к обнаружению линий у кристаллов из Ge больших объемов максимальна при $E \approx 0,1 - 1$ МэВ. При этом верхняя граница определяется толщиной кристалла (т.е. эффективностью регистрации гамма-излучения), а нижняя граница — возможностью выделения полезных сигналов в условиях больших фоновых потоков.

1. *Германиевый спектрометр XEAO-3.* Наблюдения с использованием кристаллов Ge объемом до 60 $см^3$ проводились на баллонах и спутниках. Так, на обсерватории XEAO-3, запущенной 20 сентября 1979 г. на круговую орбиту высотой 500 км и наклонением 43,°6, был размещен гамма-спектрометр, состоящий из 4 кристаллов Ge площадью по 16 $см^2$ и толщиной по 6 см каждый (рис. 121) и предназначенный для наблюдений в диапазоне 0,06 — 10 МэВ с энергетическим разрешением порядка 2,5 кэВ. Детектор был окружен со всех сторон активным коллиматором из CsI (Na), отверстия в котором определяли поле зрения в 14° [27]. Охлаждение детекторов до 88 К осуществлялось двухконтурной сублимационной системой с аммиаком во внешнем контуре и метаном — во внутреннем. Запаса охладителей хватило на работу спектрометра до мая 1980 г.

Интересной особенностью проектируемого для ГРО германиевого спектрометра является наличие вращающегося модулятора (изготовленного из CsI (Na) с щелевым полем зрения, который предполагается установить перед кристаллами. Переменность потока от исследуемого дискретного источника при вращении модулятора (и отсутствие ее у фона заряженных частиц) вместе с большой (600 $см^2$) суммарной площадью 18 кристаллов позволит достигнуть уровня чувствительности в 10^{-5} фотонов/($см^2 \cdot с$) при обнаружении линий в диапазоне от 0,03 до 10 МэВ (т.е. на порядок лучше, чем у XEAO-3).

В последние годы начата работа по созданию полупроводниковых детекторов жесткого рентгеновского и гамма-излучения на основе HgI_2. От полупроводников из кремния и германия их выгодно отличают большой эффективный заряд ядра и вследствие этого повышенный в несколько раз коэффициент фотоэлектрического поглощения, возможность проводить наблюдения при обычных температурах и хорошее энергетическое разрешение — у наилучших кристаллов оно составляет 1 кэВ при $E = 60$ кэВ [28]. Пока еще не разработана технология выращивания кристаллов HgI_2 больших объемов, и существующие детекторы имеют площадь около 1 $см^2$ при толщине в 1 мм, что ограничивает область их применения жестким рентгеновским диапазоном. Наблюдения телескопами с использованием нескольких кристаллов HgI_2 такого размера проводились с баллонов [29]. В будущем представляется весьма перспективной спектроскопия источников мягкого гамма-излучения с помощью детекторов HgI_2 большого объема.

2. *Комптоновские телескопы.* В области излучения средних энергий в последнее десятилетие было разработано несколько вариантов телескопов с большой эффективной пло-

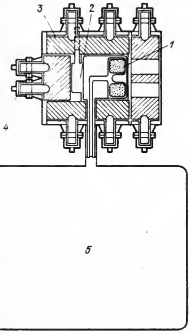


Рис. 121. Схема германиевого спектрометра на спутнике XEAO-3. *1* — Кристаллы германия, *2* — охлаждаемые входные предусилители, *3* — активный коллиматор из Cs I (Na), *4* — ФЭУ, *5* — криостат.

щадью, в которых оценка энергии и направления прихода гамма-квантов производилась при двойном комптоновском рассеянии. В изображенном на рис. 117 телескопе верхний и нижний сцинтилляторы были многосекционными, и оценка направления прихода фотона γ_1 проводилась определением секций, в которых произошли акты рассеяния [30].

Для подавления фона в телескопе использовалась задержка импульса в нижнем сцинтилляторе относительно верхнего, составлявшая около 7 нс. На рис. 117 приведена также схема взаимодействия нейтрона с детекторами, имитирующая гамма-квант. Но для нейтронов время задержки между взаимодействиями в верхнем и нижнем сцинтилляторах составляло порядка 100 нс, и эти события отбрасывались времяпролетной схемой.

К числу достоинств телескопов с двойным комптоновским рассеянием можно отнести широкое поле зрения (до 1 ср), позволяющее получать "изображения" больших областей неба при одной ориентации прибора, а также высокую эффективность подавления фона с помощью времяпролетных схем.

В то же время большим недостатком такой системы является ее малая эффективность, так как нельзя сделать верхний сцинтиллятор слишком толстым, чтобы не вызвать многократного комптоновского рассеяния (или образования пар), а также плохое угловое разрешение. В описываемом телескопе с площадью сцинтилляторов в 1 м^2 (по 28 секций в верхнем и нижнем детекторах) и толщиной 12,5 и 20 см для верхнего и нижнего слоев соответственно, эффективность регистрации при $E = 2$ МэВ составляла $\epsilon = 0{,}03$, угловое разрешение — $\sim 15 - 17^\circ$ и энергетическое — 50%, так что при наблюдениях на баллоне в течение 20 ч минимальный регистрируемый поток составлял 10^{-4} фотонов/(см$^2\cdot$с).

Очевидно, что для повышения разрешающей способности по углу и энергии в телескопах с двойным комптоновским рассеянием необходимо улучшать точность определения координат взаимодействия первичного и вторичного гамма-фотонов в детекторах. Так, в телескопе такого типа, разрабатываемом для обсерватории ГРО, верхний детектор будет состоять из 120 сцинтилляторов (каждый со своим ФЭУ) с суммарной площадью в 4200 см^2. В нижнем же детекторе каждый из 14 кристаллов NaI будет состыкован с семью ФЭУ, так что точность локализации событий составит несколько сантиметров по каждой координате [26]. При этом предполагается, что в диапазоне энергий в 1—30 МэВ угловое разрешение составит 2—6° и энергетическое — 10% при поле зрения в 1 ср. При наблюдениях одной области в течение двух недель чувствительность такого телескопа будет $\sim 10^{-5}$ фотонов/(см$^2\cdot$с), что сравнимо с чувствительностью сцинтилляционного телескопа ГРО.

§ 5. Телескопы с черенковскими счетчиками

В черенковских детекторах определение характеристик первичного гамма-кванта высокой энергии производится по регистрации излучения от пары электрон — позитрон (или комптоновского электрона), образованной гамма-квантом в конверторе, находящемся перед черенковским детектором.

Большая величина пороговой энергии для протонов $E_{ч}^{p}$ (см. табл. 21) способствует уменьшению фона; $E_{ч}^{p}$ наиболее высока в газах (в азоте $E_{ч}^{p} = 37$ ГэВ), но при этом растет также $E_{ч}^{e}$, а следовательно, и пороговая энергия регистрируемых фотонов, а, главное, уменьшается интенсивность излучения на единицу длины.

Черенковский детектор используют в оптическом контакте с ФЭУ. Для того, чтобы детектор не регистрировал излучения, идущего со стороны ФЭУ, переднюю поверхность радиатора покрывают черной матовой краской, понижая ее отражение в 50 – 200 раз. Для лучшего светосбора боковые поверхности детектора обычно полируются.

Толщина конвертора перед радиатором выбирается не более одной радиационной единицы, так как при малых энергиях частиц с увеличением толщины возрастает угол их рассеяния. Среднеквадратичный угол многократного кулоновского рассеяния равен [1]:

$$\theta_{\text{кул}} \approx \frac{15\,\text{МэВ}}{E_e}\sqrt{\frac{x}{X}}, \tag{6.21}$$

где E_e измеряется в МэВ. Угол рассеяния при тормозном излучении $\theta_r \sim m_e c^2/E_e$ также растет с уменьшением энергии. Обычно толщина радиатора выбирается в пределах $(0,2–1)\,X$ с эффективностью конверсии, равной 15 – 50%. При этом угол рассеяния составляет 3–5°, что и определяет угловое разрешение прибора.

Для защиты от фонового излучения весь телескоп, как обычно, окружается антисовпадательным пластическим сцинтиллятором, и для дополнительного подавления фона между конвертором и детектором часто помещается слой пластика, включенный в схему совпадений с детектором, так что анализу подвергаются только такие события, когда пара e^+e^-, образованная в конверторе, вызовет вспышку в промежуточном пластике и в черенковском детекторе. С другой стороны, часто сам конвертор изготовляется из нескольких слоев различных сцинтилляторов — пластического, CsI(Na), NaI(Tl), состыкованных с единственным фотоумножителем. Такой тип многослойного конвертора носит название "сэндвич", он функционирует одновременно и как первичный детектор пары, и вместе с черенковским счетчиком определяет поле зрения телескопа. В одном из первых наблюдений гамма-излучения такой прибор работал на спутнике "Эксплорер-11" в 1961 г. (рис. 122). Конвертор был изготовлен из чередующихся слоев NaI(Tl) и CsI(Tl) и состыкован с ФЭУ ("фосвич"). По времени нарастания импульсов с ФЭУ и их амплитуде определялось место возникновения пары в конверторе [31]. Данные о телескопе "Эксплорер-11" и других инструментах с черенковскими счетчиками приведены в табл. 23.

Черенковский счетчик можно использовать и для измерений энергии гамма-квантов, если в нем поглощается

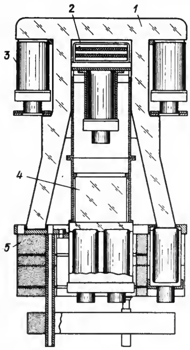


Рис. 122. Схема гамма-телескопа, установленного на спутнике "Эксплорер-11", *1* — Пластмассовый сцинтиллятор, *2* — конвертор типа "сэндвич", *3* — ФЭУ, *4* — черенковский детектор, *5* — блоки электроники.

Таблица 23

Гамма-телескопы с черенковскими счетчиками

№№	Название КА	Материал конвертора	Материал детектора	Площадь, см^2	Пределы регистрируемых энергий, МэВ	Поле зрения, град
1	"Эксплорер-11"	Na I + CsI	свинцовое стекло	45	> 100	30
2	ОСО-3	CsI + пластик	люсит		> 70	30
3	"Космос-208"	CsI + Pb	плексиглас, свинцовое стекло	50	> 30	20
4	"Космос-461"	свинец	свинцовое стекло	50	80 — 1000	14
5	Баллон	пластик	пропан	8000	20 — 100	6
6	Баллон	свинец	фреон	$5 \cdot 10^4$	> 300	3

вся (или бо́льшая часть) энергии пары. Для этого его толщина должна составлять примерно 10X-единиц. Если же полного поглощения не происходит, то за черенковским детектором устанавливается калориметр, в котором поглощается бо́льшая часть энергии ливня, образованного первичным фотоном. Так, в спектрометре спутника ОСО-3, впервые зарегистрировавшего космические гамма-кванты высокой энергии, был установлен ливневый калориметр из чередующихся слоев свинца и NaI. В свинце происходило развитие ливня, и его характеристики (а, следовательно, и энергия первичной частицы) определялись по сигналам с ФЭУ, состыкованного со сцинтилляторами. При таком методе энергетическое разрешение определяется флуктуациями в начальной стадии развития ливня и составляет около 50%.

Гамма-телескоп аналогичного типа, в котором в качестве калориметра использовался кристалл из CsI (Na) толщиной в 5X-единиц, был установлен на спутнике "Космос-461", запущенном в 1971 г. [32]. В гамма-телескопе спутника "Космос-208" для определения энергии частиц пары e^+e^- использовался дополнительный черенковский счетчик из свинцового стекла толщиной 2,6X, расположенный под основным (из плексигласа). В такой схеме размеры двух детекторов и расстояние между ними определяли поле зрения всего телескопа [33].

Переходя к телескопам с использованием газовых черенковских детекторов следует отметить, что они, несмотря на малый удельный световой выход, могут быть изготовлены больших размеров — до нескольких квадратных метров. Схема телескопа такого типа изображена на рис. 123 [34]. В нем в качестве детектора использовался пропан при давлении, близком к атмосферному, что определяло критические

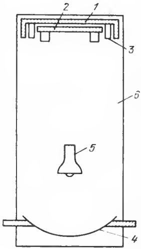


Рис. 123. Схема газового черенковского телескопа. *1* — Сцинтиллятор антисовпадений, *2* — конвертор, *3* — ФЭУ, *4* — фокусирующее зеркало, *5* — ФЭУ, установленный в фокусе зеркала для регистрации черенковского излучения, *6* — внутренний объем, заполненный пропаном.

энергии для регистрации частиц: $E_ц^e = 15$ МэВ и $E_ц^p = 29$ ГэВ. Длина баллона с пропаном составляла 2 м, и для уменьшения фона использовалась времяпролетная система, так как время распространения света от конвертора до фокусирующего зеркала составляло 7 нс. Поле зрения определялось диаметром ФЭУ (13 см), что соответствовало 6°, а конвертором и первичным детектором служил пластический сцинтиллятор толщиной 25 мм (при этом эффективность конверсии составляла 2%). При наблюдении на баллоне в течение нескольких часов порог чувствительности такого телескопа при $E > 20$ МэВ был оценен в $5 \cdot 10^{-5}$ фотонов/(см^2·с).

Корнельским университетом совместно с Смитсонианской обсерваторией (США) разработан газовый черенковский телескоп длиной около 5 м с зеркалом диаметром 2,5 м; в его фокусе (вблизи конвертора) размещено семь ФЭУ, по сигналам с которых определяется центр яркости световой вспышки. Телескоп заполнен фреоном при давлении 0,1 атм ($n_0 - 1 = 7 \cdot 10^{-5}$), так что пороговая энергия для частиц пары, образованной в свинцовом конверторе, составляет $E_ц^e = 80$ МэВ. Угловое разрешение такой системы лучше 1° внутри поля зрения в 3°. При наблюдениях на баллонных высотах и накоплении сигнала за время 10 часов чувствительность детектора составляет $5 \cdot 10^{-7}$ фотонов/(см^2·с) при $E > 300$ МэВ [48].

§ 6. Искровые камеры

Искровые камеры, в которых регистрация фотонов с энергией более нескольких МэВ и определение их характеристик проводится по наблюдениям траекторий образовавшихся пар электрон–позитрон, являются развитием так называемых искровых счетчиков. Последние представляют собой, например, две плоскопараллельные пластины, находящиеся на некотором расстоянии h друг от друга, между которыми приложено постоянное напряжение U, такое, что $dU/dh \approx 10$ кВ/см, и превышающее напряжение пробоя для данного наполняющего счетчик газа [18]. В этих условиях, при прохождении через счетчик быстрой ионизующей частицы, из центров ионизации, расположенных на ее траектории, вдоль направления поля начинает развиваться множество светящихся электронно-ионных лавин (локализованных вблизи траектории частицы), которые сопровождаются также и звуком (искровой пробой). Подчеркнем, что искровой пробой развивается за существенно более короткое время ($\sim 10^{-8}$ с), чем ударная ионизация в пропорциональных счетчиках. По регистрации искр определяется место попадания частицы в счетчик и проекции ее траектории.

Основным этапом в создании в конце 50-х годов искровых камер, представляющих собой набор искровых счетчиков (до нескольких десятков), расположенных один над другим, явилось применение импульсного способа подачи высокого напряжения на короткое время ($\sim 10^{-7}$ с) после опознавания специальной схемой частицы, прошедшей через камеру, так что развитие и регистрация разрядов происходит только для заданных типов событий. Применение импульсного напряжения в силу ряда причин позволило значительно снизить требования к качеству изготовления пластин-электродов и точности их взаимного расположения, значительно увеличить размеры камер (до ~ 1 м^2) и уменьшить "мертвое время" (время, необходимое для восстановления чувствительности счетчика к ионизующим частицам после регистрации последнего события) по сравнению с обычными искровыми счетчиками. Кроме того, использование схемы опознавания частиц (так же, как и окончательный отбор зарегистрированных событий — следов пары электрон—позитрон в случае наблюдений гамма-квантов) позволяет проводить исследования в условиях больших фоновых потоков.

Итак, аппаратура искровых камер должна включать в себя схему опознавания частиц (с помощью других детекторов), схему импульсной подачи высокого напряжения, и схему регистрации искр. Кроме того, при детектировании гамма-квантов перед камерой должен быть установлен конвертор для образования пары e^+e^-. Роль конвертора часто выполняют сами электроды камеры, а также сцинтилляторы или ядерные эмульсии достаточной толщины, помещенные перед искровой камерой. Направление прихода гамма-кванта оценивается по направлениям траекторий разлета пары, а его энергия — по углу между траекториями электрона и позитрона (формула (6.12)), по углу рассеяния частиц пары в пластинах камеры, или же в установленных за камерой спектрометрах — ионизационных или сцинтилляционных калориметрах.

Существенное отличие камер с узкими зазорами ($\lesssim$ 1 см) между электродами от широкозазорных (с величиной зазоров в несколько сантиметров) состоит в том, что в последних при углах между траекториями ионизующих частиц и направлением поля, не превышающих примерно 40°, развитие искровых разрядов происходит не вдоль поля, а по следу частицы. Данная особенность позволяет значительно лучше зафиксировать траектории пары и, следовательно, точнее определить характеристики первичного гамма-фотона. Широкозазорные искровые камеры в последние годы все шире применяются для наблюдений космических гамма-квантов.

По способу регистрации стереоизображения следов частиц искровые камеры можно разделить на камеры с фильмовым съемом информации — в них полученное изображение фотографируется с двух боковых сторон на фотопленку — и бесфильмовые. В последнем случае может применяться, например, видиконный съем данных. Поскольку одновременно с образованием искры возникает и звуковая волна, то, располагая микрофоны в газовых промежутках между электродами, по звуковым сигналам также можно восстановить координаты треков — такие камеры называются акустическими. Возможна и цифровая система записи, когда электроды заменены на плоскопараллельные сетки с ортогональным расположением нитей, и возникающие при пробое импульсы на соответствующих нитях регистрируются ячейками памяти.

Эффективность регистрации квантов искровой камерой определяется эффективностью образования пар e^+e^- в конверторе и растет с увеличением E. Но, поскольку для уменьшения кулоновского рассеяния толщина конвертора обычно не больше $1X$-единицы, то максимальная эффективность не превышает $\sim$0,3 — 0,5.

Ошибка в оценке направления первичного гамма-кванта определяется в основном влиянием многократного кулоновского рассеяния частиц пары в конверторе. Так как характерный угол рассеяния при этом $\theta_{\text{кул}} \propto 1/E_e$ при толщине слоя вещества в одну X-единицу (см. формулу (6.21)), то ошибка в определении направления также уменьшается с ростом энергии фотона, составляя примерно 1° при $E \approx 100$ МэВ. Типичные поля зрения у применяемых в настоящее время искровых камер составляют 20—30°.

Данные о некоторых искровых камерах, с помощью которых проводились наблюдения с баллонов и КА, приведены в табл. 24. Камеры с фильмовым съемом информации применялись в основном в баллонных наблюдениях. Хотя и были созданы баллонные гамма-телескопы с геометрическим фактором $S\Omega$ до $\sim$ 1360 (см^2·ср), космическое гамма-излучение высоких энергий удалось зарегистрировать только с ИСЗ.

1. *Спутник "Космос-264"*. Одним из первых спутников с искровыми камерами был "Космос-264", запущенный в 1971 г. (рис. 124). При этом использовалось две искровых камеры — верхняя (с одним широким, в 4 см,

Таблица 24

Данные о баллонных и спутниковых искровых камерах гамма-диапазона

№№	Название КА	Год запуска	Площадь, $см^2$	Число зазоров	Толщина конвертора, X	Диапазон энергий, МэВ
1	Баллон	1966	400	30	0,9	50
2	Баллон	1969	650	2	0,6	10–150
3	"Космос-264"	1971	140	4		100
4	ТД-1А	1972	130	10	1	50
5	"Космос-561"	1973	500	6	0,35	100
6	САС-2	1972	540	2 × 15	0,5 + 0,5	25–1000
7	КОС-Б	1975	576	20	1	50–10000
8	"Гамма" (проект)	—	2500	12	0,3	50–5000
9	ГРО (проект)	—	6400	28	0,54	20–30000

зазором), в которой высвечивался след пары, и нижняя — в ней по развитию ливня оценивалась энергия частиц пары. Для этого между зазорами нижней камеры были помещены пять пластин свинца общей толщиной 3,5X [35].

Система идентификации частиц в данном телескопе состояла из сцинтиллятора C_2 и черенковского счетчика $Ч$, т.е. для подачи импульсного высокого напряжения на электроды камер было необходимо, чтобы совпали импульсы от C_2 и $Ч$. Но, кроме того, необходимо отсутствие импульсов в этот момент с охранных антисовпадательных сцинтилляционных детекторов C_1 и C_3, а также выносного счетчика C, который был установлен за бортом спутника и служил для учета вторичных гамма-квантов, возникших в окружающих гамма-телескоп конструкциях спутника, как результат взаимодействий космических лучей с веществом. Наличие сигнала со счетчика C одновременно с регистрацией гамма-кванта искровой камерой указывало на вторичный характер гамма-кванта.

Таким образом, общую схему отбора событий можно записать как $\overline{C}\overline{C}_1\overline{C}_3C_2Ч$, где черта над индексом детектора означает отсутствие от них импульсов, совпадающих по времени с импульсами от детекторов C_2 и $Ч$. При выполнеии этих условий на электроды искровых камер подавался импульс высокого напряжения и производилось фотографирование следов частиц и ливней с двух боковых сторон камер.

Искровые камеры с акустической регистрацией были размещены на спутниках "Космос-561", "Космос-731", ОГО-5 и на баллонах. Так в шестизазорной камере спутника "Космос-561", заполненной неоном [36], было установлено по 4 микрофо-

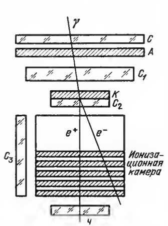


Рис. 124. Гамма-телескоп спутника "Космос-264". C — выносной сцинтиллятор, A — корпус спутника, C_1 — сцинтиллятор антисовпадений, K — конвертор, C_2 — сцинтиллятор совпадений, $Ч$ — черенковский счетчик, C_3 — боковой охранный сцинтилляционный счетчик.

Способ регистрации изображения	Угл. оаз-решение, град.	Поле зрения, град
фильмовый	3	30
фильмовый	2	30
фильмовый	4	30
видиконный	3	30
акустический	5	30
цифровой	2	30
цифровой	3	20
видиконный	1,5	30
цифровой	1	45

на в каждом зазоре, и измерялось время прохождения звуковой волны от искры вдоль зазора до каждого микрофона (после пробоя в камере). Точность измерения времени составляла 1 мкс, что обеспечивало линейное разрешение в 0,3 мм по площади электродов 26 × 20 см.

В 1972 г. на борту европейского спутника ТД-1 была выведена на орбиту 10-зазорная искровая камера с видиконным съемом информации [37].

2. *Гамма-телескоп САС-2.* Гамма-телескоп САС-2, работавший на орбите с ноября 1972 г. по июнь 1973 г. [38], состоял из двух искровых камер, каждая из которых представляла собой 16 многонитяных сеток, между которыми размещались пластины из вольфрама толщиной по $0{,}03X$. В верхней камере происходила конверсия гамма-квантов, а оценка энергии пары производилась по измерению угла рассеяния в верхней и нижней камерах. При таком методе энергетическое разрешение телескопа составляло около 30% при энергии фотонов в 30 МэВ и падало до 60% при $E = 150$ МэВ. Подача напряжения питания на электроды камер осуществлялась при совпадении импульсов в сцинтилляторе (между двумя камерами) и в черенковском счетчике и при отсутствии импульса в защитном сцинтилляторе, окружавшем весь телескоп.

Во время наблюдений на спутнике САС-2 была достигнута чувствительность около $2\cdot10^{-6}$ фотонов/(см$^2\cdot$с), что позволило, в частности, впервые построить карту распределения гамма-излучения в Галактике и обнаружить несколько дискретных гамма-источников (см., например, [49]).

3. *Искровая камера ИСЗ КОС-Б.* В 1975 г. был запущен (и работал до 1982 г.) европейский спутник КОС-Б (Нидерланды, ФРГ, Франция, Италия) с телескопом для наблюдений гамма-квантов с энергией $E > 50$ МэВ (рис. 125). Основу прибора составляла искровая камера [39], в которой общая масса вещества в $1X$-единицу была распределена по 20 слоям. При этом верхние слои были сделаны толще для увеличения конверсионной эффективности, а нижние — тоньше для уменьшения эффекта многократного рассеяния. В отличие от аппаратуры САС-2, для определения энергии частиц пары

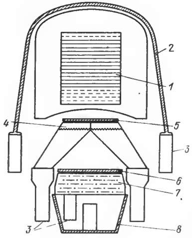


Рис. 125. Схема гамма-телескопа спутника КОС-Б. *1* — Искровая камера, *2* — сцинтиллятор антисовпадений, *3* — ФЭУ, *4* — черенковский счетчик, *5* и *6* — сцинтилляционные детекторы, *7* — счетчик полного поглощения ливня, *8* — сцинтиллятор для измерений каскадов частиц, вышедших из счетчика *7*.

e^+e^- на спутнике КОС-Б был установлен сцинтилляционный счетчик из CsI, толщина которого (4,7 X-единицы) приводила к поглощению в нем большей части ливня. Это позволило реализовать существенное улучшение энергетического разрешения при высоких энергиях ($\Delta E_{1/2}/E \sim 0{,}5$ при $E = 100$ МэВ). Выделение событий производилось схемой совпадений, в которую поступали импульсы от двух сцинтилляторов *5* и *6*, а также от черенковского счетчика *4*. Черенковский и нижний сцинтилляционный счетчики были сделаны из сегментов, состыкованных каждый со своим ФЭУ, что давало дополнительную информацию о направлении движения пары e^+e^-.

Спутник КОС-Б был запущен на высокоапогейную орбиту с высотой апогея в 100 000 км, так что бо́льшую часть времени телескоп находился вне радиационных поясов. Для набора достаточного (для выделения источника) количества квантов время наблюдений одной области неба достигало 1 месяца.

4. *Проект "Гамма"*. В настоящее время в СССР при участии французских специалистов создается телескоп "Гамма" на основе широкозазорной (12 зазоров по 3 см) видиконной искровой камеры большой площади (рис. 126) [40]. Телескоп предназначен для регистрации излучения с энергией выше 50 МэВ.

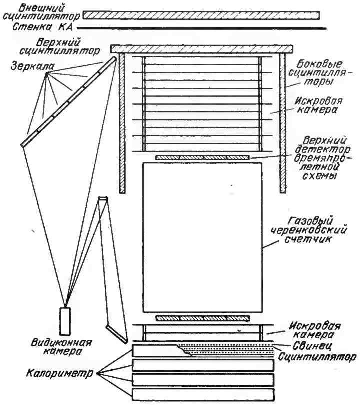


Рис. 126. Схема телескопа "Гамма".

Опознавание частиц производится двумя сцинтилляционными и газовым черенковским счетчиками. Расстояние между сцинтилляторами — 70 см, и идентификация идет с использованием времени пролета. Газовый черенковский счетчик заполнен фреоном под давлением в 4 атм, что соответствует $E_{ч}^{e} = 7$ МэВ и $E_{ч}^{p} = 14$ ГэВ. Эффективность регистрации фотонов телескопом достигает 0,5.

Под времяпролетной схемой расположена дополнительная двухзазорная камера. При подаче на ее электроды высокого напряжения определяется число частиц, прошедших через нижнюю камеру, и их локализация в калориметре, который, в свою очередь, состоит из 4 одинаковых секций. В каждой секции имеются 6 слоев пластика со слоями свинца между ними. Толщина вещества в каждой секции — $2X$ и регистрация развития ливня на толщине в $8X$ позволяет улучшить энергетическое разрешение системы до $\Delta E_{1/2}/E = 0{,}35$ при $E = 150$ МэВ. Выбранная схема телескопа дает возможность достигнуть углового разрешения в $1^{\circ}{,}5$ при $E = 200$ МэВ.

По проекту телескоп "Гамма" будет установлен на советской орбитальной обсерватории ОКО (Орбитальная космическая обсерватория), которая, как планируется, будет функционировать на круговой орбите высотой около 300 км и содержать научную аппаратуру общей массой до 2 т [41]. Предполагается, что точность наведения и стабилизации объекта будет лучше $0^{\circ}{,}5$. Использование звездных датчиков позволит определять ориентацию с точностью до 5—10′, а при времени наблюдения одной области неба в 2 месяца минимальный регистрируемый поток от точечного источника будет составлять $\sim 10^{-7}$ фотонов/(см^2·с).

Искровую камеру большой площади предполагается разместить и на обсерватории ГРО. В этой камере при использовании сцинтилляционного калориметра из NaI(Tl) толщиной $8X$ энергетическое разрешение будет улучшено до $\sim 15\%$ [26].

При самых наилучших условиях точность локализации источников гамма-излучения пока не превышает $\sim 1^{\circ}$, что весьма затрудняет отождествление с объектами оптического и других диапазонов. Недавно был предложен метод, позволяющий улучшить угловое разрешение гамма-телескопов до 10′ — 20′ [42], который использует тот факт, что до сих пор при наблюдениях искровыми камерами не используется информация о координатах в плоскости детектора того места, в котором произошла конверсия. В то же время измерение данных координат в современных камерах возможно с точностью до десятых долей миллиметра.

Предложенный метод основан на точном измерении координат точек образования пары e^+e^- при условии, что перед искровой камерой установлен коллиматор с кодированной апертурой, аналогичный применяющемуся в рентгеновской астрономии. Такой коллиматор (однокоординатный) представляет собой решетку из непрозрачных элементов (на расстоянии h от передней плоскости камеры); ширина элементов и расстояние между ними меняются по псевдослучайному закону, так что в идеальном случае коэффициент пропускания $\chi(x) = 1$ между пластинами решетки, и $\chi(x) = 0$ при попадании фотона в пластину.

Тогда зависимость плотности числа накопленных событий на единицу длины детектора (при наблюдении точечного источника и отсутствии фона) будет повторять форму параметра χ, и при небольших углах отклонения от оси телескопа θ распределение плотности импульсов по координате x записывается так:

$$\frac{\partial N(x)}{\partial x} = \bar{\chi} S \epsilon t \int \frac{\partial f(\theta)}{\partial \theta} \chi(x + \theta h) d\theta, \qquad (6.22)$$

где $\partial f(\theta)/\partial\theta$ — распределение яркости по небу, S и ϵ — площадь и эффективность детектора, t — время накопления, а интегрирование проводится по всему полю зрения телескопа. Восстановление распределения яркости излучения по небу производится сверткой

$$\frac{\partial f(\theta)}{\partial\theta} = \int_l \frac{\partial N(x)}{\partial x} A(x - \theta h)dx, \tag{6.23}$$

где l — длина детектора (равная длине решетки), $A(x - \theta h)$ — функция обработки: она подбирается таким образом, чтобы выполнялось условие

$$\int_l \chi(x)A(x)dx = 1. \tag{6.24}$$

Можно показать, что в идеальном случае (точечный источник при отсутствии фона) угловое разрешение такого метода кодирования составляет примерно d/h, где d — минимальная толщина элементов решетки (и минимальное расстояние между ними).

Для получения независимой информации по двум координатам входное окно телескопа можно разделить на две равные части, и над ними установить кодирующие решетки с взаимноперпендикулярной ориентацией элементов.

В реальных условиях на угловое разрешение влияют фон, рост прозрачности элементов решетки к излучению с увеличением энергии фотонов, неточность изготовления решетки и т.д.

Коллиматор с кодирующей апертурой предполагается установить перед телескопом "Гамма". При числе пластин решетки, равном 100, их минимальной ширине в 1,5 мм и расстоянии от решетки до искровой камеры в несколько десятков сантиметров такой метод наблюдений позволит улучшить угловое разрешение телескопа до $10' - 20'$.

§ 7. Методы регистрации гамма-всплесков

Специфика наблюдений гамма-всплесков вытекает из их свойств:

— так как неизвестно заранее, с какого направления будет зарегистрирован всплеск, телескопы для регистрации гамма-всплесков должны иметь большое поле зрения (вплоть до 4π ср);

— для локализации источников всплесков на небе аппаратура должна обладать максимально высоким угловым разрешением;

— для оптимальной загрузки телеметрических каналов устройства обработки информации на борту должны обеспечивать запоминание и хранение данных о всплеске и последующую их передачу на Землю с медленной скоростью.

Первые два требования могут решаться двумя методами.

1. *Метод временно́й задержки всплеска.* Если регистрация всплеска проводится двумя КА с помощью всенаправленных детекторов, то время начала регистрации всплеска будет различаться на величину

$$\delta t = \frac{l}{c}\cos\theta, \tag{6.25}$$

где l — расстояние между КА, θ — угол между направлением на всплеск и лучом, соединяющим два КА. Из (6.25) определяется угол θ. При этом, когда наблюдения проводятся с двух КА, область локализации всплеска на небе представляет собой кольцо радиусом θ. Если же в наблюдениях участвуют три спутника, тогда реализуется двузначная локализация всплеска в

месте пересечения двух колец (с двух пар КА), и для четырех и более спутников локализация находится однозначно по месту пересечения областей, полученных с каждой пары КА.

Ошибка в локализации (ширина кольца $\delta\theta$) определяется точностью взаимной привязки по времени информации с разных спутников (до 1–2 мс), ошибкой δl в определении расстояния между аппаратами по данным измерений, а также длительностью нарастания и максимальным потоком во всплеске: события с медленным ростом потока труднее привязывать по времени, а у слабых по мощности всплесков велика статическая неопределенность в числе зарегистрированных импульсов.

Наилучшими характеристиками, в смысле возможности локализации, обладал гамма-всплеск 5 марта 1979 г. в созвездии Золотой Рыбы, у которого фронт нарастания был менее 2 мс, поток в максимуме — чрезвычайно большим, а, кроме того, этот всплеск был зарегистрирован девятью КА, что и позволило обеспечить точность локализации в несколько секунд.

2. *Метод анизотропной чувствительности детекторов.* Другим способом локализации гамма-всплесков при широком поле зрения аппаратуры является установка на одном КА нескольких детекторов, чувствительность которых к потоку гамма-излучения зависит от угла прихода фотонов с осью прибора. В этом случае, сравнивая между собой сигналы от одного всплеска с детекторов, имеющих различную ориентацию, можно оценить направление прихода гамма-всплеска.

Детекторы такого типа устанавливались на АМС типа "Венера", ИСЗ "Вела" и других.

Обеспечение выполнения третьего условия производится включением в состав бортовой аппаратуры всплесковых ячеек, в задачи которых входит опознавание всплеска, направление (в случае прихода всплеска) выходных сигналов с детекторов в блоки анализа и хранение полученной информации в бортовой памяти для последующей передачи на Землю по телеметрии.

Всплесковая ячейка обычно работает по следующему алгоритму:

— путем накопления импульсов определяется скорость счета n за какой-либо интервал времени и статистическая ошибка этой величины σ_n;

— устанавливается порог опознавания всплеска на уровне $N\sigma_n$, где $N = 5 - 10$;

— определяется скорость счета в последующий интервал;

— если скорость счета между соседними интервалами времени возрастает на величину, превышающую порог, то ячейка опознает это событие как "всплеск", и данные записываются в память прибора с высоким временны́м и спектральным разрешением:

— после записи всплеска (продолжительность записи устанавливается заранее) ячейка возвращается в "дежурный" режим определения скорости счета.

3. *Эксперименты по регистрации гамма-всплесков.* Эксперимент "Снег-2 МП". Для регистрации космических гамма-всплесков на спутнике "Прогноз-6" (и последующих ИСЗ этой серии), запущенном 26 сентября 1977 г., был установлен всенаправленный сцинтилляционный детектор, изготовленный из Na(Tl) и окруженный пластическим антисовпадательным сцинтиллятором [43] (эксперимент "Снег-2МП"). В "дежурном" режиме на телеметрию выводился энергетический спектр фона (см. табл. 25). Всплесковая ячейка определяла среднюю скорость счета за время в 32 с и опознавала всплеск при скорости счета, превышающей несколько десятков импульсов (за 0,25 с).

После срабатывания всплесковой ячейки информация начинала поступать во внутреннюю память прибора. Там же записывались данные о

Таблица 25

Детекторы гамма-всплесков

№№	Название КА	Материал детектора	Площадь, $см^2$	Толщина, см	Поле зрения, град
1	"Вела"	CsI(Tl)	6 × 3	2,5	4π
2	"Прогноз-6" ("Снег-2МП")	NaI(Tl)	63	3,7	2π
		NaI(Tl)	12	1,4	20
3	"Снег-3"	NaI(Tl)	3	3	20
4	"Венера-11, 12" ("Конус")	NaI(Tl)	6 × 50	3	4π
5	"Прогноз-6" (РГС)	NaI(Tl)	50 50	1 8	0,04–0,2 90 × 360

"предыстории" события (за 1 с до срабатывания ячейки). Пример записи всплеска аппаратурой "Прогноз-6" приведен на рисунке 116, *а*. После заполнения всего объема памяти информация переписывалась в бортовое ЗУ и транслировалась на Землю в течение примерно трех часов.

Детектор, описанный выше, был расположен на стороне объекта, обращенной к Солнцу. На боковой стороне также располагались два детектора для регистрации гамма-всплесков (рис. 127), помещенные в активные коллиматоры из CsI (Na), которые определяли поле зрения в 20°. Таким образом поле зрения одного детектора было направлено на Солнце, а другого — в антисолнечную область.

Для того чтобы надежно отделить солнечные всплески от других событий, между двумя боковыми детекторами был помещен характеристический экран общей толщиной около 12 $г/см^2$.

Фоновая скорость счета в боковых детекторах составляла ~2 имп/(1/4 с), и при повышении частоты импульсов до ~20 имп/(1/4 с) срабатывали всплесковые ячейки. При этом каждые 0,25 с в памяти записывался также энергетический спектр в шести диапазонах в области E = 0,03–0,3 МэВ в течение 32 с с обоих детекторов.

Так как всплески сильно различаются по временной структуре и длительности, оценку чувствительности обычно проводят для услов-

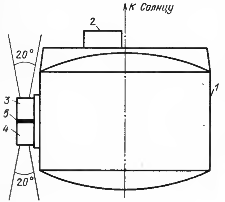


Рис. 127. Расположение всплесковых детекторов на спутнике "Прогноз-6". *1* — Корпус спутника, *2* — всенаправленный детектор, *3* и *4* — боковые детекторы, 5 — пассивная защита.

"Ждущий" режим			Регистрация всплеска		
диапазон энергий, МэВ	число каналов по энергии	разрешение по времени, с	диапазон энергий, МэВ	разрешение по времени, с	длительность записи, с
		12	0,2–1,5	0,02	
0,16–5	10	164	0,16–2	0,002	2
				0,25	32
				4	512
0,03–0,9	10	164	0,03–0,3	0,25	32
				0,002	2
0,08–10	14	16	0,02–10	0,008	4
				0,032	8
0,03–2	128	0,5	0,05–0,15	0,02	2
				0,25	32
				1	32
0,02–0,2	5	164	0,02–0,08	0,125	12
0,04–0,2	2	164	0,04–0,08	0,25	32

ного всплеска прямоугольной формы длительностью 1 с со спектром экспоненциальной формы с температурой 0,15 МэВ. Для детекторов "Прогноза-6" минимальный регистрируемый поток при приведенных величинах фона составлял $\sim 10^{-6}$ эрг/(см$^2 \cdot$с).

Во французском телескопе "Снег-3" также была установлена всплесковая ячейка, позволявшая в течение 4 с накапливать данные по временной структуре всплесков с разрешением по времени 1/128 с [24].

На АМС "Венера-11" и "Венера-12", запущенных в сентябре 1978 г. была установлена аппаратура "Снег-2МЗ", разработанная советскими и французскими специалистами; на солнечной и теневой сторонах АМС были установлены детекторы, аналогичные всенаправленному детектору телескопа "Снег-2МП".

Локализация источников, обнаруженных приборами "Снег-3", "Снег-2МП" и "Снег-2МЗ", осуществлялась с привлечением данных по каждому всплеску, полученных другими инструментами, установленными на различных космических аппаратах.

Аппаратура "Конус". Для локализации гамма-всплесков по методу анизотропной чувствительности в приборе "Конус" на станциях "Венера-11", "Венера-12" и последующих АМС этой серии [44] использовались шесть детекторов, оси которых были направлены по положительным и отрицательным направлениям трехосной системы координат. Боковая и задняя поверхности каждого детектора были экранированы таким образом, что чувствительность одного кристалла NaI(Tl) изменялась как

$$\epsilon(\theta_i) = \epsilon(0)\cos\theta_i, \quad i = 1, 2, 3 \quad \text{при} \quad \theta_i \leqslant 80^\circ, \tag{6.26}$$

где θ_i — угол отклонения направления на источник от оси i-го детектора.

Тогда для любого направления прихода всплеска можно подобрать три детектора, по показаниям которых определяются направляющие косинусы

для всплеска и, следовательно, его локализация на небе:

$$\cos\theta_i = \frac{N_i}{\left(\sum\limits_{i=1}^{3} N_i^2\right)^{1/2}}, \qquad i = 1, 2, 3, \qquad (6.27)$$

где N_i — число импульсов, накопленных в i-м детекторе.

Ошибка в определении углов $\sigma(\theta_i)$ зависит как от ошибок в определении эффективности $\epsilon(\theta_i)$, так и от статистических ошибок величин N_i. Так, в приборе "Конус" ошибка $\sigma(\theta)$ составляла $\sim 1°$ для всплесков с удельным энерговыделением $S_{всп} = 2 \cdot 10^{-5}$ эрг/см^2.

Каждый из кристаллов NaI(Tl) был соединен со своей всплесковой ячейкой. При опознавании всплеска блок времени и амплитудный анализатор автоматически подключались к детектору, в котором скорость счета от всплеска была наибольшей; происходила запись события в регистры временного блока (см. табл. 25), в том числе и "предыстория" всплеска в течение 8 с до начала, с разрешением $\Delta t = 1/4$ с. Одновременно амплитудный 16-канальный анализатор в диапазоне 0,03 — 2 МэВ измерял спектры всплеска с накоплением по 4 с (всего 8 спектров за 32 с после начала всплеска). Чувствительность аппаратуры по энерговыделению составляла $(3 \div 5) \cdot 10^{-7}$ эрг/см^2.

За год прибор "Конус" регистрировал около сотни всплесков, из которых примерно у половины можно было однозначно определить локализацию с ошибкой 0,5 — 6°.

Отметим, что впервые регистрация гамма-всплесков шестью анизотропными детекторами, ориентированными по трем осям, проводилась на спутниках серии "Вела" в диапазоне энергий от 0,2 до 1,5 МэВ [10].

Возможны и другие варианты использования анизотропной чувствительности детекторов. Например, в приборе РГС-1М на солнечной стороне спутников "Прогноз-6 и 7" было установлено 2 детектора из NaI(Tl); один (тонкий) был экранирован с боковых сторон, а второй детектор—только с передней поверхности. Таким образом у первого детектора максимум чувствительности приходился на солнечное направление, у второго максимум лежал в плоскости, перпендикулярной Солнцу.

При регистрации гамма-всплеска по отношению числа накопленных импульсов определялось кольцо на небе (с центром в Солнце), в котором находился источник. Для однозначной локализации привлекались данные от других экспериментов.

Приборы аналогичных типов устанавливались также на КА "Гелиос-2", выведенном на околосолнечную орбиту в 1976 г., на объекте ИСЕЕ-3, доставленном в 1978 г. в точку либрации Солнце — Земля, ИМП-7 и других. Наличие нескольких наблюдений по каждому всплеску существенно улучшает точность локализации и надежность полученных временных и спектральных данных.

В связи с интенсивным излучением гамма-всплесков в последние годы растет интерес к исследованию оптических вспышек, которые могут быть связаны с гамма-всплесками и обладать похожими временными характеристиками. Но при попытках регистрации таких оптических явлений возникают те же проблемы, что и для наблюдений гамма-всплесков. Поэтому сейчас существует несколько проектов одновременных наблюдений всплесков в гамма- и оптическом диапазонах.

По одному из них в дополнение к стандартным детекторам гамма-всплесков на борт КА будут установлены несколько широкоугольных (с полем зрения в 30° X 30°) оптических устройств, регистрация изображе-

ния в которых производится с помощью ПЗС-матриц. Вся система будет управляться БЦВМ, так что сигнал на считывание изображения в видимой области будет поступать при регистрации гамма-всплеска. Таким образом, предполагается достигнуть чувствительности в 11^m для оптических вспышек длительностью от 0,1 до 100 с при точности их локализации на небесной сфере в $30''$ [45] (отметим, что в области локализации гамма-всплеска 19 ноября 1978 г. обнаружена слабая звезда, которая, по данным полученных в 1928 г. негативов, вспыхнула до 10^m, что дало основание для предположения об этом объекте как источнике гамма-всплеска [46]).

Описанная система регистрации оптических вспышек получила название камеры вспышечных событий ("Explosive Transient Camera")

В дополнение к этой системе для локализации оптических вспышек длительностью более 1 с с точностью локализации до $1''$ разработан проект телескопа с апертурой в 15 см, который по командам от камеры вспышечных событий будет наводиться в нужную область небесной сферы за время менее 1 с [47]. Возможно, с помощью таких приборов гамма-всплески будут наконец уверенно отождествлены.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Мурзин В.С.* — Физика космических лучей. — М.: МГУ, 1970, с. 25.
2. *Кириллов-Угрюмов В.Г., Гальпер А.М., Лучков Б.И.* — Гамма-астрономия. — М.: Знание, 1978, 64 с.
3. *Swanenburg B.N., Bennett K., Bignami G.F. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1981, v. 243, p. L69.
4. *Гальпер А.М.* — Успехи физ. наук, 1974, т. 112, с. 491.
5. *Riegler G.R., Ling J.C., Mahoney W.A. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1981, v. 248, p. L13.
6. *Розенталь И.Л., Усов В.В., Эстулин И.В.* — Успехи физ. наук, 1979, т. 127, с. 135.
7. *Dodds D., Strong A.W., Wolfendale A.W. et al.* — J. Phys. Ser. A, 1975, v. 8, p. 624.
8. *Hayakawa S.* — In: Non-Solar Gamma-Rays/Ed. R. Cowsik and R.D.Mills. — Oxford: Pergamon, 1980, p. 247.
9. *Chupp E.L.* — Gamma-Ray Astronomy/Ed. B.M.McCormac. — Dordrecht: Reidel, 1976, p. 126.
10. *Klebesadel R.W., Strong I.B., Olson R.A.* — Astrophys. J. (Letters), 1973, v. 182, p. L85.
11. *Cline T.L., Desai U.D., Pizzichini G. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1981, v. 246, p. L133.
12. *Мазец Е.П., Голенецкий С.В., Ильинский В.Н. и др.* — Письма в астрон. ж., 1979, т. 7, с. 307.
13. *Мазец Е.П., Голенецкий С.В.* — В кн.: Астрофизика и космическая физика/Под ред. Р.А.Сюняева. — М.: Наука, 1982, с. 216.
14. *Laros J.G., Evans W.D., Fenimore E.E. et al.* — Astrophys. J. (Letters), 1981, v. 245, p. L63.
15. *Dennis B.R., Frost K.J., Lencho R.J. et al.* — Space Science Instrumentation, 1977, v. 3, p. 325.
16. *Голенецкий С.В., Мазец Е.П.* — Письма в астрон. ж., 1978, т. 4, с. 429.
17. *Forrest D.J., Chupp E.L., Gleske I.U.* — Preprint Unit. of New-Hampshire, 1975.
18. *Калашникова В.И., Козодаев М.С.* — Детекторы элементарных частиц/Под ред. М.С.Козодаева. — М.: Наука, 1966, 407 с.
19. *Эстулин И.В.* — В кн.: Исследования космических лучей/Под ред. В.В.Акимова и др. — М.: Наука, 1975, с. 67.
20. *Trombka J.I., Metzger A.E., Arnold J.R. et al.* — Astrophys. J., 1973, v. 181, p. 737.
21. *Forrest D.J., Chupp E.L., Ryan J.M. et al.* — Solar Physics, 1980, v. 65, p. 15.
22. *Forrest D.J., Higbie P.R., Orwig L.E. et al.* — Nucl. Instruments and Methods, 1972, v. 101, p. 567.
23. *Fichtel C.E.* — In: "New Techniques in Space Astronomy" IAU Symp. No. 41/Ed. F.Labuhn and R.Lüst. — Dordrecht: Reidel, 1971, p. 14.
24. *Chambon G., Hurley K., Niel M. et al.* — Report presented at the COSPAR Working Group No. 3, Innsbruck, Austria, 1978.
25. *Friedman H.* — In: New Instrumentation for Space Astronomy/Ed. K.A. van der Hucht and G. Vaiana. — Oxford: Pergamon, 1978, p. 101.
26. *Durouchoux Ph.* — In: Non-Solar Gamma-Rays/Eds. R.Cowsik and R.D.Mills. — Oxford: Pergamon, 1980, p. 247.

27. *Peterson L.E.* — Ann. Rev. of Astron. and Astrophys., 1975, v. 13, p. 423.
28. *Vallerga J.V., Ricker G.R., Schnepple W. et al.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1982, v. NS-29, No. 1, p. 151.
29. *Ogawara Y., Mitsuda K., Masai K. et al.* — Nature, 1982, v. 295, p. 675.
30. *Schönfelder V., Lichti G.* — Proc. of the Int. Conf. on Cosmic Rays. — Denver, 1973, v. 1, p. 1.
31. *Kraushaar W.L., Clark G.W., Garmire G.P. et al.* — Astrophys. J., 1965, v. 141, p. 845.
32. *Гурьян Ю.А., Мазец Е.П., Соколов И.А. и др.* — Препринт ФТИ АН СССР, 1977, № 530.
33. *Братолюбова-Цулукидзе Л.С., Григоров Н.Л., Калинкин Л.Ф. и др.* — 8 кн.: Исследования космических лучей/Под ред. 8.В.Акимова и др. — М.: Наука, 1975, с. 52.
34. *Helmken H., Hoffman J.* — Nucl. Instruments and Methods, 1980, v. 80, p. 125.
35. *Волобуев С.А., Гальпер А.М., Кириллов-Угрюмов В.Г. и др.* — Изв. АН СССР, Сер. физ., 1970, т. 34, с. 2259.
36. *Белявский А.И., Боков В.Л., Бочаркин В.К. и др.* — Изв. АН СССР, Сер. физ., 1974, т. 38, с. 1838.
37. *Helmken H.F., Fazio G.G.* — IEEE Trans. Nucl. Science, 1966, v. NS-13, No. 1, p. 486.
38. *Degdeyn S.M., Ehrmann C.H., Fichtel C.E. et al.* — Nucl. Instruments and Methods, 1972, v. 98, p. 557.
39. *Van de Hulst H.C., Scheepmaker A., Swanenburg B.N. et al.* — In: "New Techniques in Space Astronomy" IAU Symp. No. 41/Eds. F. Labuhn and R.Lüst. — Dordrecht: Reidel, 1971, p. 37.
40. *Гальпер А.М., Кириллов-Угрюмов В.Г., Нестеров В.Е., Прилуцкий О.Ф.* — Итоги науки и техники, сер. "Астрономия". — М.: ВИНИТИ, 1983, т. 22, с. 261.
41. *Кириллов-Угрюмов В.Г., Сагдеев Р.З., Семенов Ю.П.* — Успехи физ. наук, 1980, т. 132, с. 704.
42. *Prilutsky O.F.* — Proc. of XXII COSPAR Plenary Meeting. Bangalore, India, 1979, p. 33.
43. *Niel M., Hurley K., Vedrenne G. et al.* — Astrophys. and Space Science, 1976, v. 42, p. 99.
44. *Мазец Е.П., Голенецкий С.В., Ильинский В.А. и др.* — Препринт ФТИ АН СССР, 1979, № 599.
45. *Ricker G.R., Doty J.P., Lewin W.H.G. et al.* — Bull. Am. astr. Soc., 1982, v. 14, p. 885.
46. *Schaefer B.E.* — Nature, 1982, v. 294, p. 722.
47. *Teegarden B.J., Cline T.L., von Rosenvinge T.T.* — Bull. Am. Astr. Soc., 1982, v. 14, p. 885.
48. *Albats P., Ball S.E., Delvaille J.P.* — Nucl. Instrum. and Methods, 1971, v. 95, p. 189.
49. *Thompson D.J., Fichtel G.E., Hartman R.G. et al.* — Astrophys. J., 1977, v. 213, p. 252.

МЕТОДЫ ИНФРАКРАСНОЙ АСТРОНОМИИ